

QUÍMICA Y FÍSICA DEL
MEDIO INTERESTELAR EN
LAS REGIONES CENTRALES
DE GALAXIAS

Sergio Martín Ruiz

Diseño de Portada

Sergio Martín Ruiz.

Fotografías de Portada

Telescopio de 30 m de IRAM: Sergio Martín Ruiz.

Mosaico en el infrarrojo cercano de NGC 253: Jarrett et al. (2003).

I.R.A.M.
Instituto de Radioastronomía Milimétrica
Observatorio de Pico Veleta

QUÍMICA Y FÍSICA DEL MEDIO INTERESTELAR EN LAS REGIONES CENTRALES DE GALAXIAS

Sergio Martín Ruiz

Directores:

Rainer Mauersberger
Jesús Martín-Pintado Martín

Tutor:

Jesús Gallego Maestro

Memoria para acceder al grado de Doctor
Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera
Facultad de Ciencias Físicas
Universidad Complutense de Madrid
Madrid, 2006

Agradecimientos

Sin duda, son muchas las personas que directa y/o indirectamente han hecho posible este trabajo. Desde aquí me gustaría agradecerles a todos ellos su inestimable ayuda. A todos, Gracias!

De entre todos ellos, quiero agradecer individualmente el apoyo de las personas que cito a continuación, cuya ayuda ha sido fundamental en el desarrollo de esta Tesis.

Comenzando en la *Universidad Complutense de Madrid*, donde dio comienzo este camino, quiero expresar mi gratitud a los profesores **Jesús Gallego**, tutor de este trabajo, y **Jaime Zamorano** tanto por avivar el interés por la investigación en sus alumnos como por anunciarme la posibilidad de comenzar esta Tesis en el Observatorio Astronómico Nacional. Agradecerles además su inestimable ayuda en la tramitación de esta Tesis en la Universidad.

A continuación me gustaría agradecer al *Observatorio Astronómico Nacional* y a todo su personal que me acogió durante el primer año de este trabajo. A **Jean-François Desmurs**, a quien le debo gran parte de los conocimientos de informática y tratamiento de datos, le agradezco el interés mostrado durante toda la realización de esta Tesis, tanto en el *OAN* como durante su estancia en *IRAM*, pero especialmente por su paciencia e inestimable apoyo durante los primeros y decisivos meses. Merecen también un agradecimiento especial **Arancha Castro-Carrizo** y **Nemesio J. Rodríguez-Fernández** quienes, en la recta final de sus respectivas Tesis, me ayudaron también en todo lo que pude necesitar durante el comienzo de la mía. Agradecerles a **Valentín Bujarrabal**, **Santiago García-Burillo**, **Asunción Fuente** y **Mario Tafalla** tanto su amabilidad como las muy provechosas conversaciones que pude mantener con todos ellos.

Ni que decir tiene mi enorme agradecimiento al *Instituto de Radioastronomía Milimétrica* por haberme ofrecido la posibilidad de desarrollar este trabajo en un sitio de excepción como lo es el telescopio de 30m de Pico Veleta. Mostrar mi agradecimiento a todos y cada uno de los componentes de su equipo en España, quienes me han acogido y ayudado en todo lo necesario para el exitoso desarrollo de esta Tesis. Quiero agradecer muy especialmente al grupo de operación del telescopio, y particularmente a **Juan Luis Santarén**, **David Martínez**, **Fernando Anel**, **Frédéric Damour** y **Enrique Lobato**, la ayuda prestada en las numerosas, y en ocasiones interminables, jornadas de observación. No quiero olvidar en estos agradecimientos al grupo de cocina del telescopio quienes con verdadero mimo nos

hacen más agradable el día a día en el observatorio. Agradecer a **Miguel Angel Muñoz, Rosa Montalbán** y **Victor Espigares** dentro del grupo de informática el trato excepcional y la ayuda continua que me han prestado. A **Albrecht Sievers** agradecerle las muchísimas horas que ha dedicado a rescatarme de mis no pocas crisis informáticas. Quiero además mostrar un agradecimiento especial por su ayuda y amabilidad a **Esther Franzin**. A mi compañera y vecina **Nuria Marcelino** quiero agradecerle el apoyo mutuo en esos momentos regulares, nunca malos, que hemos pasado a lo largo de nuestras respectivas Tesis. Gracias por dejarme escuchar en la oficina “casi” toda la música que he querido.

También dentro de *IRAM* quiero mostrar mi agradecimiento a **Clemens Thum** de quien he aprendido muchos de los secretos del telescopio. A **Christian Henkel** le agradezco la colaboración y la cuidadosa lectura de los estudios que conforman esta Tesis, además de la hospitalidad mostrada en mis visitas al Max-Planck-Institut für Radioastronomie en Bonn. Igualmente quiero agradecer el acogimiento por parte de **Susanne Hüttemeister** en mi visita a la Ruhr-Universität en Bochum.

Por último, y por ello más importante, quiero agradecer todo el apoyo recibido por **mi familia y amigos** durante el recorrido del largo camino que ha supuesto esta Tesis. En particular agradecer a **mis padres y hermanos**, a quien sin duda dedico este trabajo, el apoyo incondicional que me han brindado desde el primer momento. A **Carmen** agradecerle infinitamente el haber estado siempre ahí, soportando mis interminables ausencias al igual que mis repentinos cambios de planes.

Quiero terminar agradeciendo el apoyo y la confianza que me han ofrecido los que han sido directores de esta Tesis. A **Rainer Mauersberger** le agradezco que durante estos años haya puesto todos los medios a su alcance para facilitar la realización de este trabajo y de igual forma el haber tenido siempre su puerta abierta a mis preguntas. A **Jesús Martín-Pintado** agradecerle el trato personal excepcional junto con la paciencia, confianza y entusiasmo mostrados durante todo el desarrollo de este trabajo. Espero haberle demostrado que era la persona ideal para realizar este trabajo.

Gracias de nuevo a todas las personas mencionadas en estas líneas y a aquellas que por olvido no han sido mencionadas, por haber conseguido que el tiempo pasado durante esta Tesis haya sido no solo un tiempo interesante, sino divertido. ☺

SERGIO MARTÍN RUIZ
Granada, 21 de Marzo de 2006.

Prefacio

El medio interestelar dentro de las regiones centrales de galaxias constituye un apasionante campo de trabajo, especialmente en el contexto de la astrofísica molecular. Las enormes cantidades de gas molecular en forma de complejos de nubes que se concentran en las relativamente pequeñas regiones circunnucleares de estas galaxias alimentan fenómenos de actividad central tales como brotes de formación estelar y/o núcleos activos (AGN). En estas regiones, el material molecular se ve sometido a un ambiente extremo en el que debe de hacer frente a intensas fuerzas de marea e importantes efectos de turbulencia además de otros muchos fenómenos energéticos que tienen lugar en los pocos cientos de parsecs centrales galácticos. De esta forma se inyectan cantidades espectaculares de energía en las reservas de material molecular por medio de fenómenos tales como los choques a gran escala, la intensa radiación cósmica, los penetrantes campos de radiación UV y rayos X en el entorno de las cúmulos de estrellas recién formadas en los brotes de formación, los vientos de supernova y los propios fenómenos AGNs.

Estas condiciones extremas propician el desarrollo de una excepcional complejidad química observable principalmente en el rango de longitudes de onda milimétrico y submilimétrico, debido al alto grado de oscurecimiento en estos objetos.

Este trabajo pretende explorar las posibilidades de la caracterización y diferenciación química de galaxias a través del espectro molecular en el rango milimétrico y submilimétrico, así como su posible extrapolación a los núcleos de galaxias con altos desplazamientos al rojo altamente oscurecidos, como es el caso de la población de galaxias submilimétricas.

Con este fin, el Capítulo 1 ofrece una visión general del fenómeno de brotes de formación estelar centrándose en el punto de vista de la química molecular.

En los Capítulos 2 y 3 se presenta el barrido espectral de la banda atmosférica a 2 mm llevado a cabo hacia la galaxia con brotes de formación estelar, NGC 253. Fruto de este barrido, el Capítulo 4 compila todas las especies moleculares detectadas en el medio interestelar extragaláctico donde se incluyen las nuevas moléculas observadas en NGC 253. El estudio detallado de dos moléculas particularmente interesantes, a saber, NO y NS, se presenta en el Capítulo 5. La observación de todas las moléculas con azufre en el barrido espectral de NGC 253 nos permite por primera vez la posibilidad de estudiar en detalle la química del azufre en una fuente extragaláctica, tal y como se desarrolla en el Capítulo 6.

En el Capítulo 7 se presenta un estudio comparado de la composición química en

una muestra de galaxias, que constituye el primer paso hacia la diferenciación química de fuentes extragalácticas. Individualmente, la química de la galaxia NGC 253 se compara en el Capítulo 8 con un grupo de fuentes prototípicas dentro de nuestra Galaxia. La complejidad del medio interestelar de los núcleos de galaxias se muestra en el Capítulo 9 donde la detección de metanol en la región nuclear de M 82 indica la presencia de una componente adicional protegida del intenso campo de radiación predominante en este objeto.

Con el fin de realizar una compilación completa de los diferentes tipos de química que encontramos en el centro de nuestra Galaxia, el Capítulo 10 presenta los barridos espectrales, semejantes al de NGC 253, realizados en diversas posiciones dentro de la región del Centro Galáctico. Las abundancias moleculares derivadas de estas observaciones se comparan entre sí, buscando los mejores trazadores de los diferentes tipos de química, y por comparación con las abundancias de NGC 253 y M 82, podemos caracterizar los mecanismos de calentamiento en sus regiones nucleares.

El Capítulo 11 compila los principales resultados y conclusiones derivadas a lo largo de este estudio, además de perfilar las implicaciones de este trabajo en el futuro próximo de la astrofísica molecular extragaláctica teniendo en cuenta la nueva generación de instrumentos disponibles.

Por último, en los Apéndices se describe el procedimiento utilizado para calcular los parámetros físicos de la emisión molecular junto con las herramientas informáticas desarrolladas a fin de facilitar y automatizar el análisis de datos espectroscópicos moleculares.

Índice general

Índice general	1
Índice de figuras	5
Índice tablas	7
1. Introducción	9
1.1. Galaxias con brotes de formación estelar	9
1.1.1. Definición de “ <i>brote de formación estelar</i> ”	10
1.1.2. Origen de los brotes de formación estelar	13
1.2. El universo molecular	14
1.3. Química Extragaláctica	17
1.4. Prototipos de SBG	20
1.4.1. NGC 253	21
1.4.2. M 82	24
1.5. Galaxias submilimétricas	26
2. El espectro de NGC 253 en la banda de 2 mm: Datos	29
2.1. Introducción: Barridos espectrales	29
2.2. Observaciones	32
2.3. Identificación molecular	37
2.4. Ajuste de líneas solapadas	45
2.5. Detalles del ajuste de cada molécula	46
2.5.1. Dióxido de azufre: SO ₂	46
2.5.2. Sulfuro de Nitrógeno: NS	47
2.5.3. Óxido nítrico: NO	47
2.5.4. Monóxido de silicio: SiO	47
2.5.5. Cianoacetileno: HC ₃ N	47
2.5.6. Ciclo-propenilideno: c-C ₃ H ₂	48
2.5.7. Formaldehído: H ₂ CO	48
2.5.8. Sulfuro de hidrógeno: H ₂ S	49
2.5.9. Monosulfuro de carbono: CS	49
2.5.10. Monóxido de azufre: SO	49

2.5.11. Tioformaldehído: H_2CS	50
2.5.12. Monosulfuro de dicarbono: C_2S	51
2.5.13. Sulfuro de carbonilo: OCS	51
2.5.14. Cation formilo: HCO^+	51
2.5.15. Cianuro de metilo: CH_3CN	52
2.5.16. Metanol: CH_3OH	52
2.5.17. Ácido isociánico: $HNCO$	52
2.5.18. Metil acetileno: CH_3CCH	53
2.5.19. Metilimina: CH_2NH	53
2.5.20. Cianamida: NH_2CN	53
2.5.21. Dióxido de carbono protonado: $HOCO^+$	54
2.5.22. Cianuro de hidrógeno: HCN	54
2.5.23. Isocianuro de hidrógeno: HNC	54
2.5.24. Radical etinilo: C_2H	55
2.5.25. Ciclo-propenilidino: $c-C_3H$	55
2.6. Líneas de recombinación de hidrógeno	55
2.7. Moléculas orgánicas complejas	57
2.8. Moléculas deuteradas	57
2.9. Resumen y Conclusiones	60
3. El espectro de NGC 253 en la banda de 2 mm: Análisis	63
3.1. Cálculo de parámetros físicos	63
3.2. Incertidumbre en la determinación de los parámetros físicos	73
3.2.1. Densidad de columna	74
3.2.2. Temperatura rotacional	76
3.3. Resumen y Conclusiones	76
4. Censo molecular extragaláctico	77
4.1. Introducción: Censos moleculares	77
4.2. Nuevas detecciones de especies moleculares extragalácticas	78
5. NO y NS extragaláctico	83
5.1. Introducción: La química del nitrógeno	83
5.2. NO	84
5.2.1. El espectro rotacional de NO	84
5.2.2. Observaciones y resultados	87
5.2.3. El origen de la emisión de NO	89
5.3. NS	90
5.3.1. Observaciones y resultados	90
5.3.2. El origen de la emisión de NS	93
5.4. Resumen y Conclusiones	94

6. La química del azufre	97
6.1. Introducción: Moléculas con S	97
6.2. Observaciones	99
6.3. Resultados	99
6.3.1. Aproximación ETL	102
6.3.2. Aproximación no-ETL	105
6.4. Abundancias moleculares	108
6.5. Modelos de química del S	110
6.6. Razones isotópicas del azufre	111
6.7. Resumen y Conclusiones	112
7. Composición química extragaláctica comparada	115
7.1. Introducción: Química extragaláctica	115
7.2. Fuentes de comparación extragaláctica	116
7.2.1. NGC 4945	116
7.2.2. IC 342	117
7.2.3. Maffei 2	117
7.2.4. NGC 6946	117
7.3. Compilación bibliográfica de observaciones moleculares extragalácticas	120
7.4. Comparación extragaláctica	127
7.5. Resumen y Conclusiones	133
8. Composición química del medio interestelar en la región central de NGC 253	135
8.1. Introducción: Gas molecular en la Galaxia	135
8.2. Fuentes de comparación galáctica	136
8.2.1. Sgr B2(N) y Sgr B2(OH)	137
8.2.2. La Barra de Orión	137
8.2.3. TMC-1 y L134N	138
8.3. Mecanismo de calentamiento en NGC 253	138
8.4. Resumen y Conclusiones	144
9. Detección de metanol en M 82	147
9.1. Introducción	147
9.2. Observaciones y resultados	148
9.3. El origen de la emisión de metanol en M 82: Fotodisociación en nubes moleculares con estructura núcleo-halo	153
9.4. La distribución a gran escala de metanol en la región nuclear de M 82	156
9.5. Resumen y Conclusiones	157

10. Prototipos de química en el Centro Galáctico	159
10.1. Introducción: El Centro Galáctico	159
10.2. Observaciones	160
10.3. Descripción de las fuentes	164
10.3.1. Sgr B2	164
10.3.2. Sgr A*	165
10.3.3. S+0.24 + 0.01	167
10.3.4. M+0.83 – 0.18	167
10.3.5. M–0.02 – 0.07 y S–0.11 – 0.08	167
10.3.6. S+0.18 – 0.04	167
10.4. Abundancias moleculares en el CG	195
10.5. El Centro Galáctico como laboratorio local extragaláctico	204
10.5.1. NGC 253 vs. M 82	207
10.6. Trazadores químicos	210
10.6.1. HNCO: el gran discriminador	211
10.6.2. NO: la más abundante	211
10.6.3. Otras especies reseñables	211
10.7. Resumen y Conclusiones	212
11. Sumario, Conclusiones y Perspectivas	215
11.1. Sumario	215
11.2. Conclusiones	218
11.3. Perspectivas	222
A. Diagramas de rotación	225
A.1. Líneas solapadas	226
B. Desarrollo de herramientas de análisis	229
B.1. Identificación molecular	229
B.2. Generación de espectros sintéticos	234
B.3. Diagramas rotacionales	239
B.4. Diagramas rotacionales multicomponente	242
Publicaciones	247
Bibliografía	251

Índice de figuras

1.1. Modelización de potenciales barrados en núcleos de galaxias	12
1.2. Simulaciones numéricas de galaxias en interacción	14
1.3. Comparación de abundancias moleculares en M 82 y NGC 253	18
1.4. Diagramas de rotación de NH_3 en galaxias	20
1.5. Distribución espectral de energía desde radiofrecuencias hasta IR en NGC 253	22
1.6. Mapa de la emisión de $\text{CO } J = 1 - 0$ en NGC 253	23
1.7. Evidencias observacionales de dos brazos espirales en M 82	25
1.8. Mapa de $\text{SiO}(v = 0, J = 2 - 1)$ sobre la emisión de radiocontinuo en M 82	26
2.1. Espectro completo a 2 mm de NGC 253	33
2.2. Tamaños de haz del telescopio y emisión nuclear de SiO en NGC 253 .	34
2.3. Detalles observacionales para cada frecuencia	36
2.4. Composición del barrido espectral a 2 mm en NGC 253	38
2.5. Flujo de las líneas de recombinación $\text{H}\alpha$ entre 1 y 160 GHz	56
3.1. Diagramas de rotación de las especies detectadas en NGC 253	65
3.2. Efecto del tamaño de la fuente sobre la estimación de los parámetros físicos	75
5.1. Red de reacciones químicas con enlace N-O	84
5.2. Diagrama de niveles de energía de NO	85
5.3. Espectros observados de NO	88
5.4. Diagrama de rotación de NO	89
5.5. Espectros observados de NS	91
5.6. Diagrama de rotación de NS	93
6.1. Reacciones en fase gaseosa entre moléculas sulfúreas	98
6.2. Espectros de las moléculas sulfúreas observadas	101
6.3. Diagramas rotacionales de CS y OCS	103
6.4. Modelo LVG para la emisión de CS	106
6.5. Modelos LVG de CS para $T_{\text{kin}} = 25, 50, 75$ y 100 K	107
7.1. Abundancias fraccionales	129

7.2. Abundancias fraccionales normalizadas a las de NGC 253	130
8.1. Emisión molecular Galáctica	136
8.2. Abundancias fraccionales	140
8.3. Abundancias fraccionales normalizadas a las de NGC 253	141
9.1. Posiciones observadas sobre la emisión de HCO en el núcleo de M 82.	149
9.2. Perfiles de Metanol observados	150
9.3. Diagramas de rotación de metanol	152
10.1. Posiciones observadas del Centro Galáctico	161
10.2. Emisión de HC ₃ N en Sgr B2	165
10.3. Emisión del continuo a 6 cm de centro Galáctico	166
10.4. Espectro a 2 mm de las posiciones observadas en el Centro Galáctico.	169
10.5. Abundancias relativas a H ₂	200
10.6. Comparación de abundancias en las fuentes del CG	205
10.7. Abundancias promedio en el CG comparadas con NGC 253	208
10.8. Observaciones de HNCO en M 82	210
B.1. LOVAS: Ejemplos de uso	233
B.2. SYNT: Ejemplos de uso	237
B.3. DIAGROTERROR: Ejemplos de uso	241
B.4. DIAGROTPLUSE y DIAGROTPLUSS: Ejemplos de uso	245

Índice de Tablas

1.1. Parámetros físicos básicos de una muestra de galaxias.	10
2.1. Barridos espectrales mm y submm en regiones de formación estelar .	31
2.2. Campañas de observación del barrido espectral de NGC 253	33
2.3. Parámetros de los ajustes a las líneas observadas	42
2.4. Límites a la detección de C ₂ H ₅ OH.	58
2.5. Límites a la detección de especies Deuteradas	60
3.1. Parámetros físicos derivados para cada especie detectada en NGC 253	64
4.1. Censo molecular extragaláctico	80
5.1. Parámetros espectroscópicos de NO	86
5.2. Resultados del ajuste HFS de las transiciones de NO.	87
5.3. Resultados del ajuste HFS de las transiciones de NS	91
5.4. Parámetros espectroscópicos de NS	92
5.5. Abundancias de NO y NS comparadas con fuentes Galácticas	94
6.1. Parámetros de los ajustes a las líneas observadas	100
6.2. Parámetros físicos derivados para cada especie.	104
6.3. Resultados de los modelos LVG de CS.	105
6.4. Abundancias fraccionales de las moléculas sulfúreas	109
6.5. Razones isotópicas del S en diferentes medios.	112
7.1. Propiedades físicas básicas de la muestra de galaxias.	119
7.2. Densidad de columna de H ₂ de las galaxias seleccionadas	120
7.3. Observaciones moleculares en M 82	122
7.4. Observaciones moleculares de IC 342	124
7.5. Observaciones moleculares de NGC 6946	125
7.6. Observaciones moleculares de Maffei 2	126
7.7. Comparación de abundancias en NGC 253 y otras galaxias	128
7.8. Comparación estadística de las abundancias	132
8.1. Comparación de abundancias en NGC 253 y fuentes Galácticas	139
8.2. Comparación estadística de las abundancias	144

9.1. Parámetros derivados de los ajustes a las líneas de metanol	151
9.2. Parámetros derivados para metanol en M82	153
9.3. Parámetros de fotodisociación de CH ₃ OH y NH ₃	154
9.4. Razón Metanol/Amoniaco en galaxias	155
10.1. Campañas de observación	162
10.2. Coordenadas de las posiciones observadas	163
10.3. Coordenadas de las posiciones de referencia.	164
10.4. Líneas de C ¹⁸ O observadas	196
10.5. Parámetros físicos derivados para cada molécula	197
10.6. Promedio de las abundancias en el Centro Galáctico	206
10.7. Límites a la detección de HNCO en M82.	209
11.1. Resumen de telescopios disponibles	224

Capítulo 1

Introducción

1.1. Galaxias con brotes de formación estelar

Hace más de dos décadas, el término “*starburst* o brote de formación estelar” fue acuñado por Weedman et al. (1981) como interpretación a la elevada luminosidad observada en diferentes rangos de frecuencias del núcleo de la galaxia NGC 7714. Los estudios de los diagramas de dos colores (U-B frente a B-V) de Larson & Tinsley (1978) mostraban como las galaxias morfológicamente peculiares (galaxias en interacción) presentaban una mayor dispersión, consecuencia de las diferentes tasas de formación estelar actuales, y unos índices de color U-B más azules, indicativos de fenómenos de formación estelar más recientes. Este estudio ya perfilaba la relación entre los fenómenos de brotes de formación estelar en galaxias y la interacción entre galaxias. El incremento de la luminosidad de estos brotes de formación dentro de los núcleos de galaxias presenta dificultades a la detección puesto que, como toda región de formación estelar, se encuentran embebidos en nubes de gas y polvo opacas a la radiación visible y ultravioleta procedente de las estrellas jóvenes recién formadas. De esta forma, muchas de las propiedades observadas de estos objetos provienen del estudio de la emisión infrarroja, procedente de la emisión del polvo calentado por la radiación de las estrellas recién formadas. Así pues, a principios de la década de los 80, el lanzamiento del Satélite Astronómico Infrarrojo (IRAS) supuso un desarrollo observacional fundamental en el estudio de las galaxias con brotes de formación estelar (SBG), proporcionando medidas de las tasas de formación estelar de miles de objetos extragalácticos. Estas galaxias son extremadamente brillantes en frecuencias infrarrojas, emitiendo hasta un 98 % de su energía en este rango del espectro, comparado con galaxias “normales” tales como la Vía Láctea, que emite un 30 % de su luminosidad en el IR, o M 31 que emite tan solo un pequeño porcentaje (Carroll & Ostlie, 1996). De hecho, estas observaciones revelaron la existencia de una nueva clase de galaxias, las galaxias ultraluminosas en el infrarrojo (ULIRGs), con superbrotos de formación estelar. El sondeo del IRAS mostró que los brotes de formación pueden ser un fenómeno común en la evolución de las galaxias y que la luminosidad de este tipo de galaxias oscila entre 10^{10} y $10^{12} L_{\odot}$, semejante a la luminosidad

Tabla 1.1: Parámetros físicos básicos de una muestra de galaxias.

Fuente	D_L (Mpc)	L_{IR} ($10^9 L_\odot$)	M_{HI} ($10^9 M_\odot$)	T_d ^a	Tipo Morfológico	Tipo
Vía Láctea ^b	0.01	1.3	0.01	...	SAB(rs)bc	normal
IC 342	4.5	2.3	18.2	...	SAB(rs)cd	normal
NGC 253	2.5	15	2.6	41	SAB(s)c	SBG
M 82	3.2	30	1.3	50	I0	SBG
NGC 6946	5.2	11	5.3	37	SAB(rs)cd	SBG
Arp 220 ^c	110.2	2750	S?	ULIRG

Adaptada de (Dumke et al., 2001).

^a Temperatura del polvo (Negishi et al., 2001).

^b Bulbo galáctico de la Vía Láctea (Mezger et al., 1996).

^c Young et al. (1989).

observada en los cuasares, mientras que el límite de luminosidad de las galaxias espirales normales es de $\sim 10^{11} L_\odot$ (Sekiguchi, K., 1987, y referencias en su interior). La combinación de las observaciones del Telescopio Espacial Hubble (HST) y las de telescopios de 8-10 m en tierra, permitieron extender la detección de estas galaxias a desplazamientos al rojo cosmológicos y abrieron el rango ultravioleta como herramienta para el estudio del fenómeno de brote de formación estelar. Son muchas las galaxias que han sido identificadas durante las últimas décadas como galaxias con brotes de formación estelar en base a sus colores ópticos, grandes luminosidades infrarrojas, o altas tasas de formación estelar deducida a partir de la observación de la línea de recombinación $H\alpha$. La Tabla 1.1 muestra una comparación de las luminosidades infrarrojas, entre otros parámetros, de diferentes galaxias. IC 342, semejante a la Vía Láctea, constituye un ejemplo de galaxia “normal”, en comparación con las galaxias con brotes de formación estelar, NGC 253, M 82 y NGC 6946, y la galaxia ultraluminosa en el infrarrojo, Arp 220.

Uno de los aspectos fundamentales en el entendimiento de la evolución de las galaxias consiste en la capacidad de parametrizar la historia de la formación estelar. Hace 4 décadas ya se sugería que la Vía Láctea pasó por una era de alta formación estelar en su historia temprana (e.g. Eggen et al., 1962). Este brote de formación estelar tuvo lugar $\sim 10^7$ años (Rodríguez-Fernández et al., 2004; Rodríguez-Fernández & Martín-Pintado, 2005). La evolución de la formación estelar en galaxias desde la época presente hasta $z \approx 4$ presenta un máximo en la tasa de formación estelar universal para $z \sim 1.5$ (Madau et al., 1998).

1.1.1. Definición de “*brote de formación estelar*”

No existe un criterio único para la definición del término “brote de formación estelar” (Kennicutt et al., 2005). Tradicionalmente se define en términos de la tasa de

formación estelar absoluta como aquellas galaxias que hospedan regiones de formación estelar reciente cuya tasa de formación es significativamente superior a la media observada en las galaxias normales del universo local. Esta definición, a menudo vaga y cualitativa, se aplica generalmente a las galaxias luminosas en el infrarrojo, definidas en términos de la luminosidad IR absoluta. Se definen de esta forma las galaxias luminosas (LIRGs, $> 10^{11} L_{\odot}$) y ultraluminosas (ULIGs o ULIRGs, $> 10^{12} L_{\odot}$) en el infrarrojo. En el caso de galaxias cuya luminosidad esta potenciada por fenómenos de formación estelar oscurecida por polvo, estos límites corresponden a tasas de formación estelar (SFR) de 18 a $180 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ respectivamente (Kennicutt, 1998a). Podemos definir la eficiencia de formación (SFE) estelar como la fracción de gas consumida para formar estrellas por tiempo dinámico respecto de la masa total de gas molecular, esto es, la fracción de gas molecular que se convierte en estrellas ($\text{SFE} = \text{SFR} / M(\text{H}_2) \approx L_{\text{FIR}} / L_{\text{CO}}$). En galaxias normales esta eficiencia será de alrededor de 0.1-3 % mientras que en algunas galaxias en interacción y ULIRGs esta puede llegar a ser tan alta como un 50 %.

Se pueden establecer definiciones más precisas para el término “brote de formación estelar”. Es común definirlo en términos de la densidad superficial o intensidad de la tasa de formación estelar, esto es, la tasa de formación por unidad de área (e.g. Meurer et al., 1997; Lanzetta et al., 2002; James et al., 2004). Esta definición cuenta con la ventaja de estar relacionada de una forma más directa con la región de formación estelar en el presente, a diferencia de la formación estelar total a lo largo del tiempo de Hubble, y esta correlacionada fuertemente con la densidad de gas media a través de una ley de Schmidt (Kennicutt, 1998b; Martin & Kennicutt, 2001). Otra posible definición es la que considera los casos en lo que la tasa de formación estelar supera el valor pasado medio en una cantidad fija (e.g. Larson & Tinsley, 1978; Struck-Marcell & Tinsley, 1978). Si bien esta definición es la que contiene un mayor significado físico para las galaxias en la época presente, encuentra problemas cuando es aplicada a galaxias a alto desplazamiento al rojo, que se observan en un instante en el que su edad (y la del universo) es tan solo una fracción de su edad actual.

El modelo estándar de brote de formación estelar supone una escala de tiempo típica para la duración del brote de formación del orden de 10^7 a 10^8 años. Se suponen estas cortas escalas de tiempo debido a que las estrellas masivas jóvenes, las cuales dominan el espectro óptico de la galaxia con brote de formación estelar, no pueden vivir demasiado tiempo, y tales tasas de formación como las que se observan consumirían rápidamente todas las reservas de gas de la galaxia. Así pues, se asume que estos brotes de formación estelar deben ser un fenómeno esporádico y de corta duración. Estas breves escalas de tiempo también corresponden a las escalas de tiempo típicas de interacción entre galaxias, que constituye el escenario más favorable para la formación de estos brotes (Coziol, 1996, y referencias en su interior). Este modelo, lejos de ser concluyente, deja sin explicar numerosos hechos observacionales.

La mayor parte de los lugares de intensa formación estelar en estas galaxias están confinados en la región circunnuclear con una extensión de aproximadamente de un

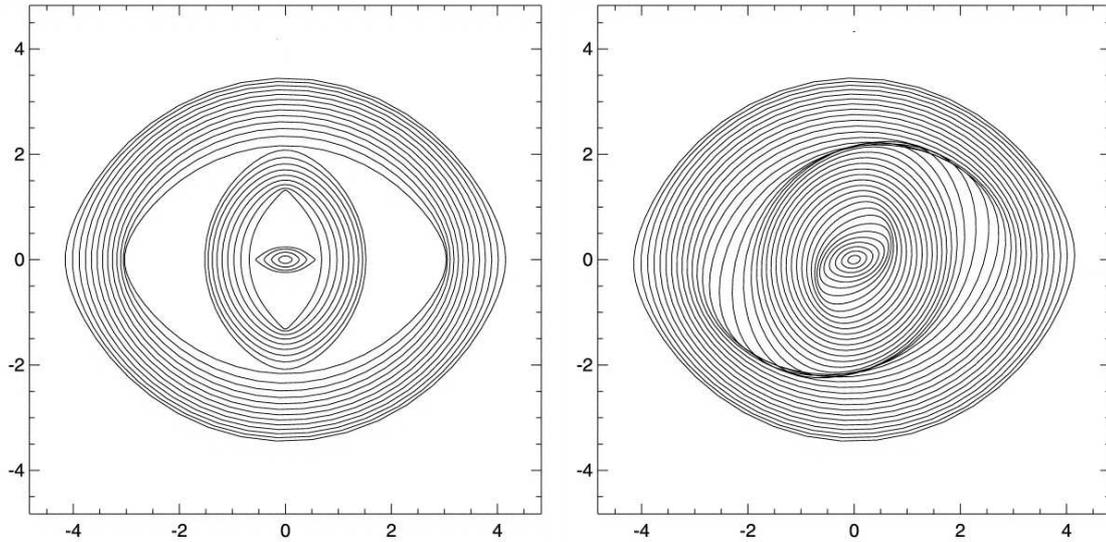


Figura 1.1: Modelos de potenciales barrados utilizados para explicar el transporte de material del cuerpo de una galaxia hasta su región nuclear como mecanismo de alimentación de los brotes de formación estelar. *Izquierda:* Modelo de órbitas en un potencial barrado en el que el eje principal de la barra está en la dirección horizontal. *Derecha:* Modelo de órbitas relajadas en un potencial barrado. El sentido de las órbitas es contrario al de las agujas del reloj. Figuras extraídas de Sakamoto et al. (1999).

kiloparsec. En estas regiones, las observaciones en radiofrecuencias han revelado la existencia de enormes complejos de nubes moleculares que contienen masas de gas de 10^9 a $10^{12} M_{\odot}$. Este material constituye el combustible para estos brotes de formación de estrellas en los núcleos de galaxias. Estas regiones dominan la emisión integrada de toda la galaxia que alberga el brote (Leitherer et al., 1991). Cada año entre 10 y $300 M_{\odot}$ de gas molecular es convertido en estrellas en estas galaxias, mientras que tan solo $4 M_{\odot}$ y $0.3 - 0.6 M_{\odot}$ se transforman anualmente en los brazos espirales ($R > 3 \text{ kpc}$) y el Bulbo Nuclear de la Galaxia ($3 > R(\text{kpc}) > 0.3$, Güsten, 1989), respectivamente.

Tanto las observaciones con prismas objetivos en el rango óptico como el sondeo del satélite IRAS han mostrado la importancia de las galaxias con brotes de formación como componentes del universo local (e.g. Huchra, 1977; Gallego et al., 1995; Soifer et al., 1987). De hecho, integrado sobre el universo local, la tasa de formación estelar masiva en los brotes de formación circunnucleares de estas galaxias es comparable a la tasa formación en los discos de las galaxias espirales (Gallego et al., 1995; Heckman et al., 1998; Tresse & Maddox, 1998)

1.1.2. Origen de los brotes de formación estelar

Una de las principales cuestiones en relación con la actividad de los brotes de formación estelar en galaxias es la combinación de condiciones físicas que provoca el desencadenamiento de estos brotes y durante cuanto tiempo se pueden mantener. Esta cuestión está íntimamente relacionada con el modo en que se alimentan estos brotes de formación puesto que, además de requerir unas condiciones físicas apropiadas para que el fenómeno de brote de formación estelar tenga lugar, es necesario que exista un masa de gas suficiente para propiciar esta elevada tasa de formación estelar. Típicamente serán necesarias masas del orden de $10^7 - 10^8 M_{\odot}$ si consideramos un ritmo de formación de unas pocas masas solares por año durante un periodo de tiempo comprendido entre 10^7 y 10^8 años. El problema no es tanto la cantidad de material necesario para iniciar este fenómeno, puesto que una galaxia cuenta con material más que suficiente, sino la forma en que se transporta desde el cuerpo principal de la galaxia hacia la región nuclear donde la actividad tiene lugar. Para que este transporte de materia hacia el núcleo se produzca, es necesario que el gas pierda momento angular. Existen dos mecanismos que se barajan principalmente para explicar esta pérdida de momento angular:

- ⊛ *BARRAS*: La primera explicación se refiere al transporte gravitacional, en el que el material pierde momento angular debido a la fricción y los choques entre nubes moleculares originados en el contexto de un potencial galáctico no axisimétrico. Esta explicación surge tanto de los resultados teóricos como de las simulaciones numéricas (e.g. Schwarz, 1984; Combes & Gerin, 1985; Noguchi, 1988; Shlosman et al., 1989; Knapen et al., 1995). La Figura 1.1 muestra un ejemplo de simulación numérica del movimiento orbital originado en un potencial barrado. Existen evidencias observacionales directas de que las barras realmente provocan la concentración central de gas (Sakamoto et al., 1999; Sheth et al., 2002). De igual forma, existen también evidencias observacionales que muestran como los brotes de formación nucleares se observan preferentemente en anfitriones barrados (e.g. Huang et al., 1996).
- ⊛ *INTERACCIONES*: Las interacciones entre galaxias también pueden producir una pérdida de momento angular y por consiguiente el flujo de material hacia el interior de las mismas para alimentar los brotes (e.g. Shlosman et al., 1989, 1990; Mihos & Hernquist, 1996). La Figura 1.2 muestra una simulación de colisión entre galaxias que explica las evidencias observacionales de interacción galáctica. Un caso característico es el constituido por los núcleos de las ULIRGs, potenciados principalmente por intensos brotes de formación estelar (Genzel et al., 1998), y que parecen estar asociados sin excepción con galaxias afectadas por fuertes procesos de interacción (e.g. Joseph & Wright, 1985; Armus et al., 1987; Sanders et al., 1988; Clements et al., 1996; Murphy et al., 1996; Sanders & Mirabel, 1996). De cualquier forma aun no hay evidencias observacionales concluyentes que demuestren que, de forma general, las inter-

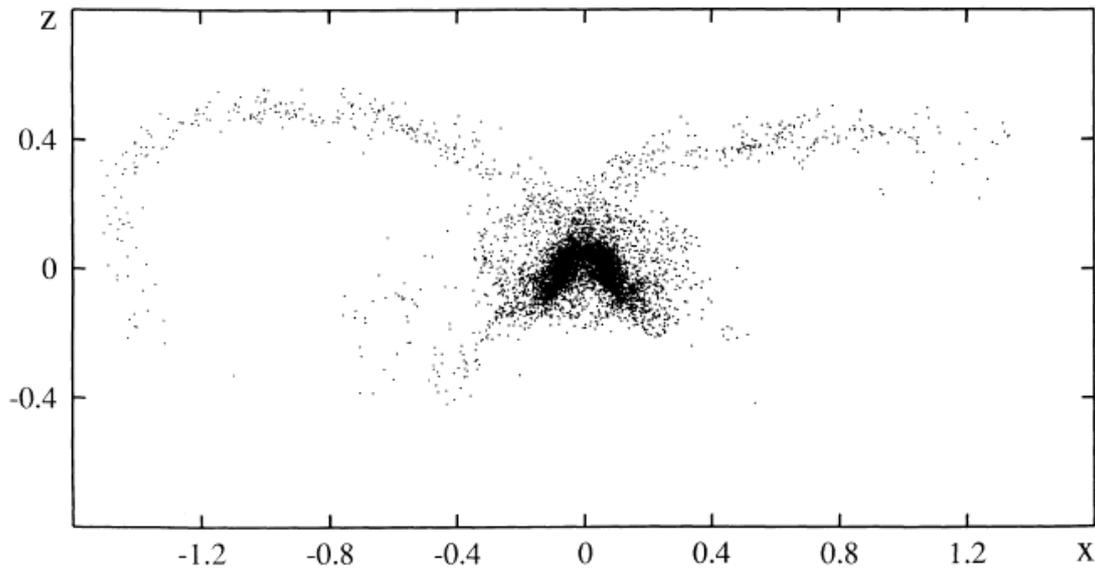


Figura 1.2: Resultado de las simulaciones numéricas de la formación de las galaxias en interacción NGC 4038/9 (Barnes, 1988).

acciones producen aumentos en la actividad de formación estelar (Bergvall et al., 2003).

1.2. El universo molecular

El estudio del medio interestelar anterior al descubrimiento de la emisión molecular en el espacio estaba restringido al uso de la línea de 21 cm de HI y a las líneas de absorción ópticas de varios átomos tales como Na, Ca, Fe, K y Ti en estrellas calientes cercanas. Para evitar una extinción excesiva, las técnicas ópticas se limitaron tanto a distancias < 1 kpc del Sol y a nubes difusas con extinciones visuales < 2 mag. Estas observaciones no proporcionan información acerca de las temperaturas del medio ni de la masa total del gas interestelar. La línea de HI de 21 cm, aunque visible a lo largo de toda la Vía Láctea y en un amplio rango de temperaturas, tan solo muestra el gas contenido en regiones atómicas difusas.

Alrededor de 1971, los estudios tanto teóricos como observacionales reconocían la existencia de una componente interestelar nebulosa, sin embargo no era posible la observación de densidades por encima de los 25 cm^{-3} y el medio interestelar (ISM) era visto como un sistema idealizado de dos fases (un medio caliente entre nubes y otra fase fría en forma de nubes) en el que las condiciones extremas de densidad y temperatura necesarias para que la formación estelar tuviera lugar no eran ni observadas ni predichas. La enorme extinción que encontramos en las regiones de formación estelar debida al polvo nos impide su observación directa en el rango

óptico. La luz de estas estrellas, recién formadas y aun embebidas en sus nubes progenitoras, es absorbida por los granos de polvo y reemitida en el rango infrarrojo, siendo de esta forma un indicador indirecto de la presencia de estrellas jóvenes recién formadas (Kennicutt, 1998a).

El estudio exhaustivo del material molecular interestelar durante las últimas cuatro décadas ha cambiado radicalmente la visión que tenemos del ISM. Las estrellas se forman a partir de la materia interestelar, y en particular en nubes moleculares densas. Por este motivo no podemos alcanzar un conocimiento completo de los fenómenos que acontecen, no sólo en las regiones de formación estelar de nuestra Galaxia sino en los núcleos de las galaxias externas, sin la ayuda de las observaciones del contenido y de las propiedades físicas y cinemáticas del gas molecular. El hidrógeno molecular (H_2) es el constituyente principal de estas nubes moleculares. Debido a su carácter homonuclear (ver Field et al., 1966; Shull & Beckwith, 1982, para una revisión de la física de H_2), la molécula de hidrógeno carece de un momento dipolar permanente y, por consiguiente, las transiciones dipolares eléctricas están prohibidas. Por el contrario, si son posibles las transiciones cuadrupolares en las que $\Delta J = 0, \pm 2$. Las líneas rotacionales puras de H_2 , $S(J)$, emiten en el rango del infrarrojo cercano, entre 3 y $28 \mu\text{m}$, lo que dificulta su observación desde tierra. Gracias al satélite *Infrared Space Observatory* (ISO Kessler et al., 1996) estas transiciones han sido observadas en una gran variedad de objetos tales como objetos estelares jóvenes (van den Ancker et al., 1999), núcleos de galaxias (Rigopoulou et al., 2002), regiones de fotodisociación (Fuente et al., 1999, 2000; Timmermann et al., 1996), regiones afectadas por choques (Rosenthal et al., 2000) y las nubes del Centro Galáctico (Rodríguez-Fernández et al., 2001)

Las líneas rotacionales puras de H_2 trazan el gas con temperaturas de unos pocos cientos de K. Por ello, salvo algunas nubes excepcionales, la mayor parte del gas molecular que encontramos en el medio interestelar no está lo suficientemente caliente para excitar estas transiciones. Así pues, la información sobre la masa, cinemática y estructura deberá extraerse por medio de la observación de otras moléculas trazadoras del contenido gaseoso con abundancias mucho menores que el hidrógeno molecular pero cuyas transiciones rotacionales pueden observarse desde telescopios en tierra, principalmente en el rango de las ondas de radio.

A diferencia de las moléculas homonucleares como H_2 , las especies heteronucleares como el monóxido de carbono tienen un momento dipolar permanente y por lo tanto emiten radiación intensa al rotar y cambiar su momento angular. El trazador por excelencia del gas molecular es el isótopo principal de monóxido de carbono ($^{12}\text{C}^{16}\text{O}$). Con una abundancia relativa respecto a H_2 de $\sim 10^{-4}$, la molécula de CO es la segunda molécula más abundante en el medio interestelar. La mayoría de los mapas de la distribución de gas molecular de la Galaxia y, de forma incluso más pronunciada, de galaxias externas han sido realizados observando la transición rotacional $J = 1 \rightarrow 0$ de esta molécula a 115 GHz (2.6 mm). El pequeño momento dipolar del CO, hace que sea muy fácilmente excitable, incluso en condiciones de baja densidad ($n_{\text{H}_2} \sim 10^2 \text{cm}^{-3}$) y bajas temperaturas cinéticas, convirtiéndolo en

un buen trazador de la mayor parte de la masa del gas molecular. Por otra parte, al ser una molécula tan fácil de excitar y saturar, sus transiciones milimétricas no nos permiten trazar la componente de más alta densidad del medio interestelar ($n_{H_2} \geq 10^4 \text{ cm}^{-3}$), que constituye precisamente el material que encontramos en las regiones de formación estelar. Es necesario acudir a otras moléculas diferentes del monóxido de carbono que requieran densidades de gas mayores para ser excitadas. Podremos así trazar diferentes componentes del medio interestelar. La observación de especies moleculares complejas nos permite estudiar parámetros tan importantes como la temperatura cinética y la densidad del gas que determinan las condiciones de excitación del medio.

La utilización de diferentes moléculas ha permitido trazar gas molecular con densidades de hasta 10^{10} cm^{-3} y temperaturas desde $< 10 \text{ K}$ hasta $\sim 1000 \text{ K}$. Así pues, se han adoptado una serie de moléculas determinadas para trazar diferentes fases del medio interestelar en cuanto a condiciones físicas de densidad y temperatura. A continuación se enumeran algunas de las especies más comunes en los estudios moleculares:

- ⊙ CO y sus isótopos ópticamente delgados, C^{18}O y ^{13}CO : Las transiciones más bajas de esta molécula trazan comúnmente la cantidad total de material molecular así como las propiedades generales y distribución del gas.
- ⊙ CS, HCN, H_2CO , HC_3N y HNCO: Por su elevada densidad crítica, son utilizados como trazadores del gas de alta densidad ($n_{H_2} \geq 10^4 \text{ cm}^{-3}$).
- ⊙ NH_3 , CH_3CN y $\text{CH}_3\text{C}_2\text{H}$: Estos rotores simétricos cuyos niveles de energía están distribuidos en escaleras con transiciones prohibidas entre ellas, son frecuentemente utilizados como termómetros del gas molecular.
- ⊙ HNC: Particularmente abundante en regiones de gas frío y quiescente.
- ⊙ SiO, CH_3OH y H_2S : Formados eficazmente en la superficie de los granos de polvo, constituyen un grupo de trazadores de material afectado por el paso de frente de choques.
- ⊙ CN, HCO, HOC^+ : Son ejemplos de especies con elevadas abundancias en regiones afectadas por un intenso campo UV y, por consiguiente, trazadoras de regiones de fotodisociación.
- ⊙ HCO^+ : Como trazador de regiones bañadas por un elevado flujo de rayos cósmicos.

Una vez escogido un trazador adecuado, la determinación de los parámetros físicos del material molecular no es evidente. A modo de ejemplo, al analizar las intensidades de las líneas moleculares y sus perfiles, no es siempre fácil distinguir entre variaciones en las abundancias y cambios en las condiciones de excitación. Sin

embargo, podemos encontrar formas de rodear este problema. Mediante la observación de especies moleculares con momentos dipolares y constantes rotacionales semejantes, pero con propiedades químicas diferentes, podemos identificar cambios en las condiciones físico-químicas del medio estudiado puesto que las propiedades de excitación son semejantes.

Las observaciones en radio de galaxias con brote de formación estelar no se ven afectadas por extinción y ofrecen medidas independientes y, en muchos casos, más precisas de la estructura de los brotes de formación. Por el contrario, el estudio de objetos extragalácticos presenta algunas dificultades extras en comparación con estudios semejantes dentro de la Galaxia. Las líneas de las moléculas más complejas son débiles y anchas, por lo que será necesaria una muy buena calidad de las líneas de base de los datos junto con una alta sensibilidad para hacer posible su estudio. Por otra parte, el factor de llenado del haz (i.e. la relación entre el tamaño de la fuente y el haz del telescopio) se convierte en un gran factor de incertidumbre en las observaciones de antena única. La radiación que observamos consiste en un promedio de la emisión proveniente de los diferentes complejos moleculares que coexisten dentro de regiones que se extienden a lo largo de los varios cientos de parsecs cubiertos por el haz del telescopio. Los estudios interferométricos de alta resolución serán necesarios con el fin de desentrañar las diferentes componentes del gas presentes dentro de estas regiones.

1.3. Química Extragaláctica

Las observación de líneas moleculares provenientes de las regiones centrales de las galaxias activas es una prometedora herramientas para explorar y entender la historia de la formación estelar del Universo. Fuera de la Galaxia, los núcleos de galaxias con brotes de formación estelar constituyen un medio fundamental en el que podemos realizar investigaciones físico-químicas detalladas. El estudio de la química de los núcleos de estas galaxias nos permite describir los procesos físicos subyacentes que calientan el medio y provocan la formación y destrucción molecular (e.g. química de granos, química de choques, regiones de fotodisociación).

En la mayoría de los estudios realizados en galaxias activas con brotes de formación estelar, gran parte de la emisión molecular observada proviene del gas altamente excitado dentro de los pocos cientos de parsecs centrales de estas galaxias. Sin embargo, la influencia de los diferentes procesos que provocan las condiciones de excitación y la compleja química del medio interestelar no están completamente claros. Diversos estudios moleculares de galaxias como M 82, NGC 253 o Arp 220 sugieren que mecanismos tales como los choques de tipo C, la radiación UV disociante y la irradiación debida a rayos X o rayos cósmicos juegan un papel muy importante en este complejo escenario.

Los núcleos de las galaxias NGC 253 y M 82 son las fuentes extragalácticas de emisión molecular más prolífica tanto en términos del brillo de las líneas observadas

como del número de especies detectadas. En el contexto de la química extragaláctica, los núcleos de NGC 253 y M 82 son sin duda las fuentes más sobresalientes y más estudiadas, de igual forma que los núcleos calientes de los complejos moleculares de Orión y Sgr B2 lo son en espectroscopia molecular Galáctica. Las variaciones en la química que observamos entre Orión y Sgr B2 no es sorprendente dado que su situación en la Vía Láctea es muy diferente, lo cual implica diferencias en las abundancias de los elementos, y en las condiciones de densidad y temperatura del medio circundante. Dentro de los núcleos de galaxias coexisten muy probablemente diversas componentes de gas no resueltas espacialmente con diferentes propiedades tanto de excitación como de química. Por esta razón en un principio se podía esperar ingenuamente que tales diferencias se habían de cancelar cuando se observa la radiación proveniente de un núcleo galáctico en su conjunto, donde se promedia la emisión de las diferentes componentes del gas abarcadas por el haz de los telescopios. Cuando observamos galaxias a distancias tales como las de NGC 253 o M 82, incluso con los haces más estrechos (teniendo en cuenta el caso del haz de una antena única), estamos recogiendo radiación promediada sobre distancias de varios cientos de parsecs, esto es, un tamaño mayor que el de cualquier nube molecular gigante de la Vía Láctea. Sorprendentemente, sí que se observan cambios importantes en la química entre ambas galaxias (Mauersberger & Henkel, 1991a). Parece claro que estas diferencias son evidentes incluso en el caso de las regiones nucleares de galaxias como NGC 253 y M 82, consideradas similares respecto a propiedades tales como la masa total de gas molecular, luminosidad IR y tasas de formación estelar. Desafortunadamente no hay información suficiente sobre la distribución a gran escala de las especies moleculares más complejas en nuestra Galaxia con la que comparar los resultados obtenidos en los núcleos de otras galaxias.

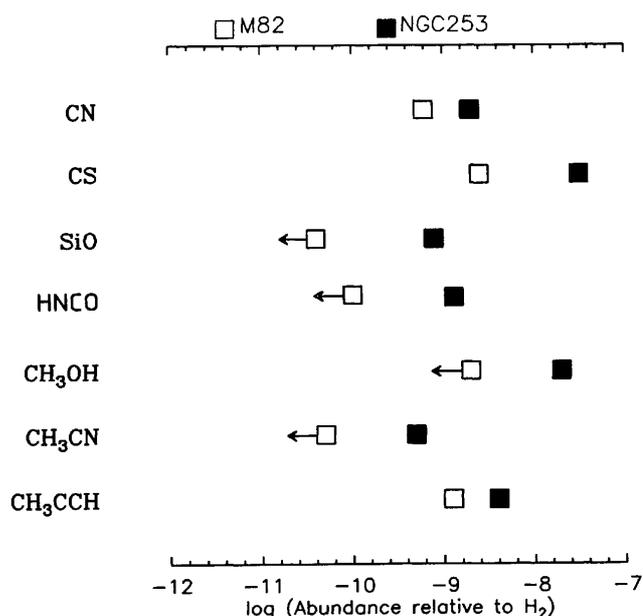


Figura 1.3: Comparación de las abundancias fraccionales relativas a H_2 de varias especies moleculares observadas en M82 y NGC 253. Figura extraída de Mauersberger & Henkel (1993).

En la figura 1.3 se muestra una comparación de las abundancias de una muestra de siete moléculas observadas tanto en los núcleos de NGC 253 como en M 82. En ella se pueden apreciar las diferencias evidentes entre la química de las regiones centrales de ambas galaxias (Mauersberger & Henkel, 1993; Takano et al., 1995, 2002; Wang et al., 2004). La práctica totalidad de las moléculas estudiadas en ambas muestran una abundancia mucho menor en M 82 en comparación con lo observado en NGC 253. En particular, se observa una baja abundancia sistemática de moléculas complejas en M 82 cuando se comparan con otras galaxias cercanas (Takano et al., 2002) Determinadas moléculas tales como SiO, CH₃OH o HNC O son fácilmente detectables en el núcleo de NGC 253 mientras que hacia M 82 no han sido detectadas hasta el momento (Henkel et al., 1988; Mauersberger & Henkel, 1991a; Nguyen-Q-Rieu et al., 1992).

El estudio de moléculas complejas como el amoníaco (NH₃), nos permite estimar la temperatura cinética (T_k) del gas molecular en la región nuclear de las galaxias. Las observaciones de los niveles metaestables (i.e. con $J = K$) de esta molécula con energías hasta 406 K ($J, K = 6, 6$) y 848 K ($J, K = 9, 9$) en galaxias como Maffei 2, IC 342, NGC 253 y M 82 (Henkel et al., 2000; Weiß et al., 2001b; Mauersberger et al., 2003) muestran la existencia de una componente de gas molecular caliente ($T_k = 100 - 140$ K) en todas ellas salvo en M 82 (ver Figura 1.4) donde se observa una componente de gas relativamente frío (~ 30 K) (Mauersberger et al., 2003). En Maffei 2 e IC 342, a diferencia de NGC 253, se encuentra una componente molecular fría adicional (< 50 K).

Son dos los procesos que se creen dominantes en la química del material molecular asociado con un brote de formación estelar en galaxias. En primer lugar se considera la fotodisociación del gas molecular por efecto del campo UV intenso (regiones de fotodisociación o PDRs) producido por la emisión de asociaciones de estrellas OB formadas recientemente en el brote. El otro efecto que se tiene en cuenta es el producido por el paso de frentes de choque como consecuencia de colisiones entre nubes moleculares o la interacción con burbujas en expansión debido a explosiones de supernova y vientos de estrellas masivas. Las evidentes diferencias entre los brotes de formación estelar en las regiones nucleares de M 82 y NGC 253 han hecho que se conviertan en los dos prototipos de galaxias con brote de formación estelar por excelencia. Esta diferencia se ha interpretado como el resultado de una diferencia en el estado evolutivo de ambos brotes de formación (Wang et al., 2004). En este escenario, el brote de formación estelar en M 82 se encontraría en un estado evolutivo más avanzado en el que la fotodisociación producida por las estrellas recién formadas dominaría el calentamiento y la química del material molecular en su región nuclear como muestran las observaciones de HCO (García-Burillo et al., 2002). Por el contrario, NGC 253 representaría un estado evolutivo mas temprano dominado por el efecto de frentes de choque que se ponen de manifiesto por la elevada abundancia de moléculas tales como SiO (García-Burillo et al., 2000).

Las observaciones de alta resolución de diferentes moléculas trazadoras de química nos permiten determinar regiones con diferentes tipos de calentamiento dentro de

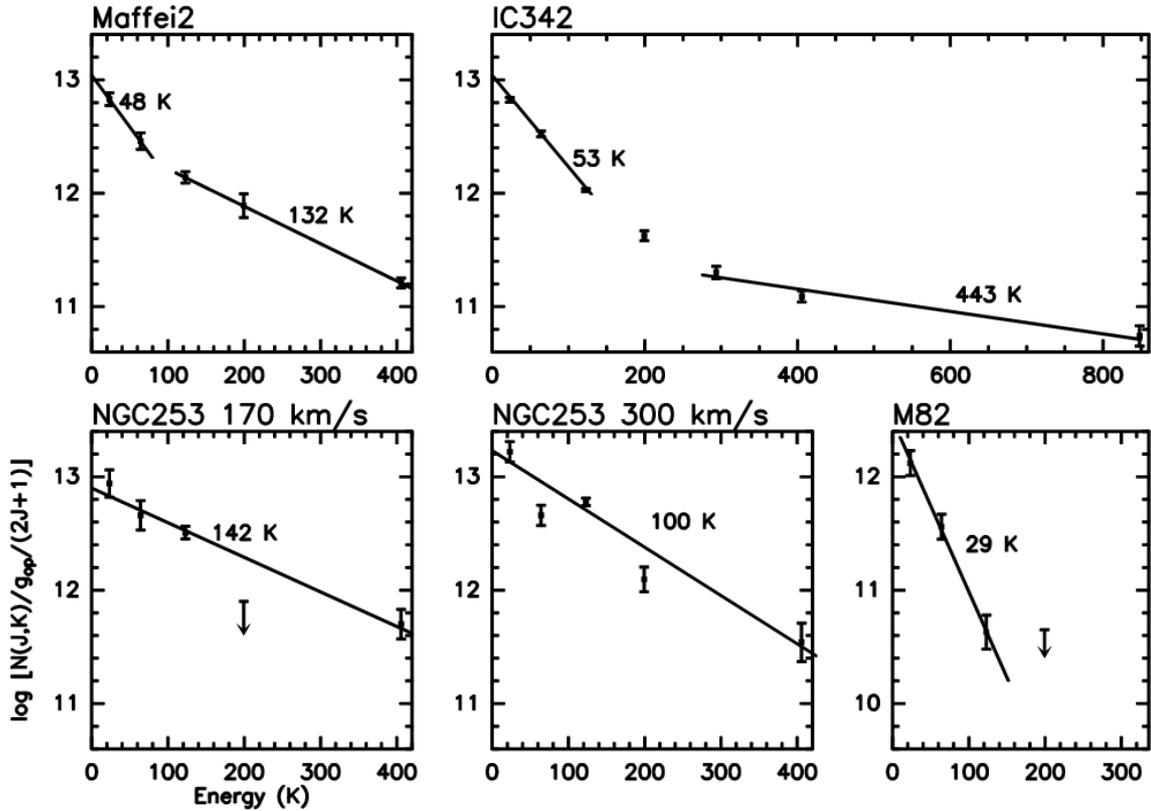


Figura 1.4: Diagramas de rotación para los niveles metaestables de NH_3 (i.e. con $J = K$) observados en las galaxias Maffei 2, IC 342, NGC 253 y M 82. Figura extraída de Mauersberger et al. (2003)

una misma galaxia tal y como demuestra el estudio de Meier & Turner (2005) en la región nuclear de la galaxia IC 342 realizado con el interferómetro de OVRO. De esta forma, diferencian una zona en la región central en la que gran parte de la formación estelar esta teniendo lugar, dominada por las PDRs y trazada principalmente por las moléculas C_2H y C^{34}S , y otra región en la que se localizan las zonas afectadas por los choques entre nubes moleculares inducidos por los movimientos orbitales en un potencial barrado, trazado por moléculas tales como CH_3OH y HNCO .

1.4. Prototipos de SBG

El estudio de las galaxias cercanas con brotes de formación estelar puede ofrecer una visión más profunda de los procesos y las causas de las altas tasas de formación estelar observadas que no podemos obtener para objetos con altos desplazamientos al rojo. NGC 253 y M 82 son los ejemplos más cercanos de galaxias con brotes formación estelar, a una distancia de 3.3 y 3.6 Mpc respectivamente (Mouhcine et al., 2005; Freedman et al., 1994). Ambas galaxias, consideradas a menudo prototipo del fenómeno de galaxia con brote de formación estelar (Rieke et al., 1980),

han sido minuciosamente estudiadas en todas las regiones accesibles del espectro electromagnético (ver Telesco, 1988; Rieke et al., 1993; Engelbracht et al., 1998).

A continuación se describen sus principales características observacionales.

1.4.1. NGC 253

La galaxia NGC 253, la más masiva en la constelación de Sculptor, es una galaxia espiral barrada clasificada como tipo SAB(s)c (de Vaucouleurs et al., 1991) o Sc(s) (Sandage & Tamman, 1987) cuyo disco se encuentra prácticamente en la dirección de observación ($i = 72^\circ - 78^\circ$, Puche et al., 1991; Pence, 1981). La emisión de NGC 253 ha sido observada y modelizada en la última década desde el rango de ondas de radio hasta rayos γ (Paglione et al., 1996; Domingo-Santamaría & Torres, 2005). NGC 253 es compañera de la galaxia NGC 247, sin embargo, la regularidad de su campo de velocidades fuera de la región del brote de formación estelar central y los contornos de densidad HI externos (Combes et al., 1977; Puche et al., 1991) contradicen la idea de una posible interacción reciente. Las imágenes ópticas de NGC 253 muestran dos brazos espirales y un disco interior luminoso (e.g. Pence, 1981). Los brazos espirales también son trazados por los mapas HI de alta resolución (Koribalski et al., 1995). La imagen H α tomada por Hoopes et al. (1996) muestra la existencia de una gran cantidad de regiones HII distribuidas en los brazos espirales y el anillo circunuclear.

La emisión de NGC 253 presenta su máximo en el infrarrojo lejano (FIR) aproximadamente a $100 \mu\text{m}$ (Figura 1.5), con una luminosidad de $4 \cdot 10^{10} L_\odot$ (Telesco & Harper, 1980; Rieke et al., 1980; Melo et al., 2002). La luminosidad FIR es al menos un factor 2 mayor que la de nuestra propia Galaxia (Cox & Mezger, 1989; Dudley & Wynn-Williams, 1999). A partir de esta emisión IR se deriva una temperatura de la emisión del polvo $T_{\text{polvo}} = 41 \text{ K}$ (Negishi et al., 2001). Después de M 82, el núcleo de NGC 253 contiene la fuente IRAS extragaláctica más brillante con un flujo a $100 \mu\text{m}$ de 1860 Jy (Soifer et al., 1989). De hecho, la mayor parte de la luminosidad IR total de esta galaxia ($\sim 70\%$), y por consiguiente de su tasa de formación estelar ($L_{\text{IR}} = 2.1 \cdot 10^{10} L_\odot$, $SFR_{\text{IR}} = 3.6 M_\odot \text{ año}^{-1}$, Strickland et al. (2004)), proviene de las regiones de intensa formación estelar masiva en la región que abarca unos pocos cientos de parsecs centrales de la galaxia. Tan sólo en los $6''$ centrales de NGC 253, Forbes et al. (1993) estima una tasa de formación de estrellas de alta masa de $\sim 0.1 M_\odot \text{ año}^{-1}$. Esta violenta formación de estrellas masivas se revela tanto por los cúmulos compactos de estrellas jóvenes y luminosos con masas de $10^5 - 10^6 M_\odot$ observados con el Telescopio Espacial Hubble (Watson et al., 1996), como por el elevado número de supernovas de $0.05 - 0.3 \text{ año}^{-1}$ (Mattila & Meikle, 2001; Ulvestad & Antonucci, 1997). Comparada con las galaxias del grupo local, la tasa de supernovas en NGC 253 es un orden de magnitud mayor que la de M 31, la mayor del grupo (Pavlidou & Fields, 2001).

Las observaciones de la región nuclear de NGC 253 con una resolución de 1 pc de Ulvestad & Antonucci (1997) muestran al menos 64 fuentes individuales de emisión en radio en los 200 pc centrales, de los cuales, ~ 15 se encuentran en el segundo de

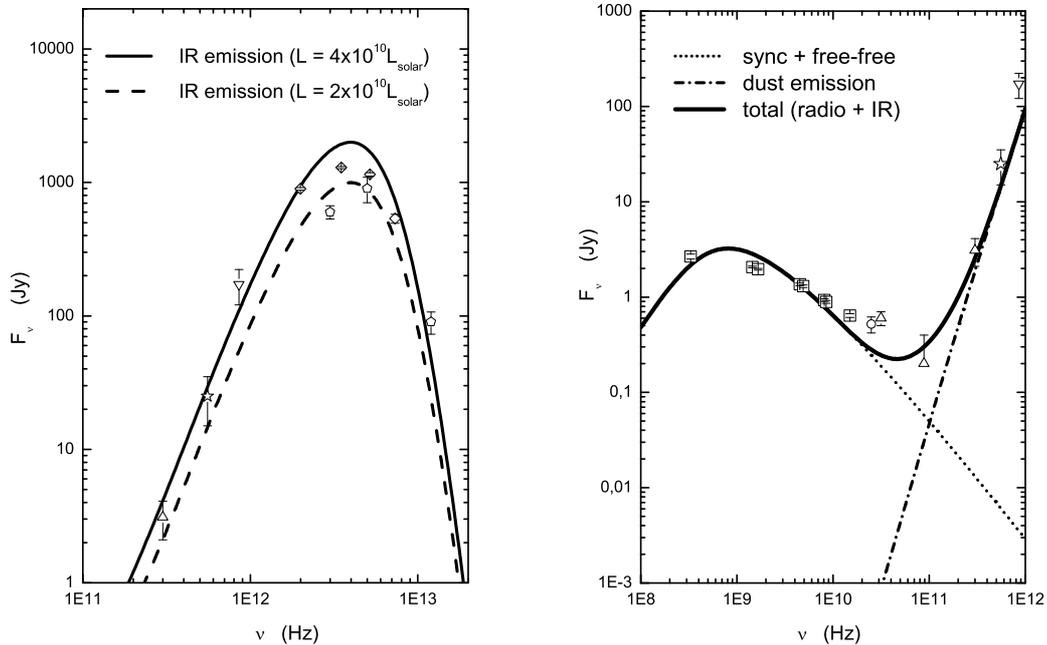


Figura 1.5: *Izquierda:* Flujo IR de NGC 253 asumiendo un cuerpo negro diluido con una temperatura de polvo $T_{\text{polvo}} = 50$ K y luminosidades totales diferentes. *Derecha:* Espectro de NGC 253 desde radiofrecuencias hasta el IR junto con el resultado de diferentes tipos de modelos de emisión. Los datos experimentales corresponden a: pentágonos, Melo et al. (2002); rombos, Telesco & Harper (1980); triángulos, Elias et al. (1978); estrellas, Hildebrand et al. (1977); triángulos invertidos, Rieke et al. (1973); círculos, Ott et al. (2005); cuadrados, Carilli (1996). Figura extraída de Domingo-Santamaría & Torres (2005).

arco central de la región de intensa emisión radio. De las 17 fuentes más intensas, aproximadamente la mitad presentan un espectro plano, probablemente dominadas por la emisión térmica procedente de regiones HII, mientras que la otra mitad presenta un espectro abrupto propio de la emisión sincrotrón ópticamente delgada presumiblemente debida a los remanentes de supernovas (SNRs). En una escala de tiempo de 8 años, no se observa una variación del flujo de las fuentes más intensas (Ulvestad & Antonucci, 1997). En la región alrededor de los ~ 200 pc centrales hasta una distancia de 2 kpc del núcleo, también observada con una alta resolución espacial, presenta 22 fuentes adicionales con intensidades por encima de 0.4 mJy (Ulvestad, 2000). La región fuera del brote de formación estelar central de NGC 253 presenta alrededor del 20% de la formación estelar de la galaxia con una tasa de supernovas muy por debajo de 0.1 año^{-1} (Ulvestad, 2000).

Si bien las imágenes ópticas no muestran claramente la existencia de una barra en la región nuclear de NGC 253 debido al gran ángulo de inclinación de la misma y

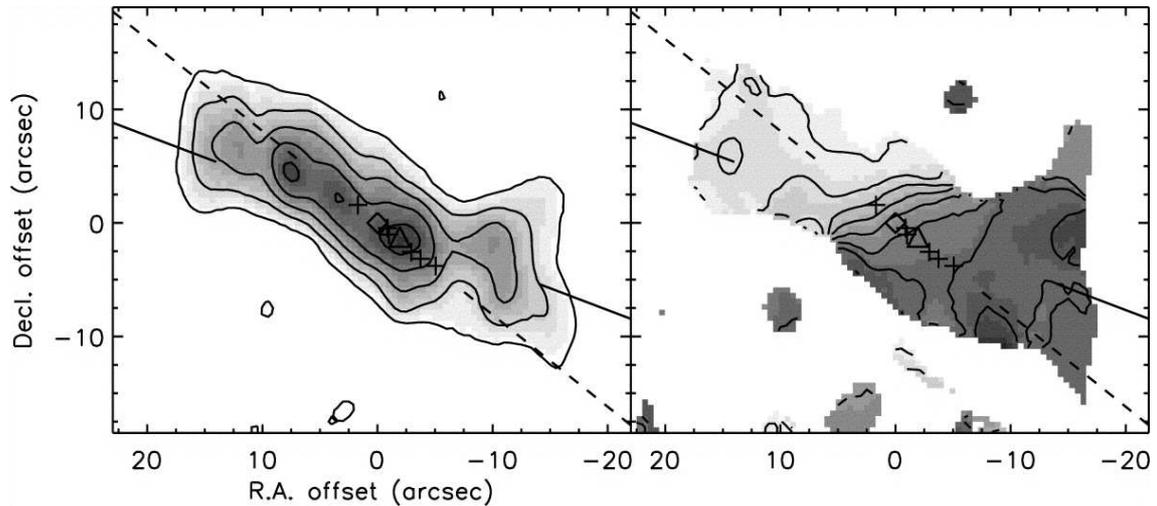


Figura 1.6: *Izquierda:* Mapa de intensidades integradas de la emisión de CO $J = 1 - 0$ en NGC 253. *Derecha:* Mapa del campo de velocidades de la emisión de CO. Se muestran el eje mayor de la galaxia (línea discontinua) y el eje de la barra (línea continua). Se indican las posiciones de las fuentes de radio térmicas (cruces), el máximo de emisión a 1.3 cm (rombo, Ulvestad & Antonucci, 1997), y el máximo en el IR medio (triángulo, Keto et al., 1999). Figura extraída de Paglione et al. (2004).

al disco de polvo (Sofue et al., 1994), el peculiar campo de velocidades en su región más interna sugiere la existencia de una barra (Pence, 1981). Las observaciones en el IR cercano revelaron definitivamente una barra a gran escala de $4'$ en las bandas K, H y J (Scoville et al., 1985; Forbes et al., 1991; Forbes & DePoy, 1992; Fouqué & Bertin, 1995; Engelbracht et al., 1998).

Las observaciones de CO $J = 1 - 0$ de alta resolución ($5''.2 \times 5''.2$) de Paglione et al. (2004) (Figura 1.6) y las observaciones de una región mucho más extensa con una menor resolución de Sorai et al. (2000) muestran como la morfología general de CO se extiende en una franja de emisión alineada con la barra observada en el IR y un grupo central de nubes brillantes alineadas con el eje mayor de la galaxia, orbitando alrededor del núcleo en lo que posiblemente sea un anillo circunnuclear. Los diagramas posición-velocidad de las observaciones de alta resolución de la región nuclear de NGC 253 muestran como el material molecular parece seguir movimientos orbitales alrededor del centro dinámico, interpretados como movimientos en órbitas x_1 y x_2 en el contexto de un potencial barrado. (OH, Turner, 1985; CO, Canzian et al., 1988; Das et al., 2001; Paglione et al., 2004; HCN, Paglione et al., 1995; CS, Peng et al., 1996; SiO, H^{13}CO^+ , García-Burillo et al., 2000). La alta actividad de formación estelar en el núcleo de NGC 253 es sostenida por la enorme masa de material molecular en los pocos cientos de parsecs centrales ($1.3 - 2.6 \cdot 10^9 M_\odot$, Canzian et al. (1988); Mauersberger et al. (1996)) conducido al centro de la galaxia por medio de la pérdida de momento angular favorecida por la fricción en un potencial barrado. Las estimaciones de la masa de gas en los $20'' - 50''$ (< 600 pc) centrales de NGC 253

oscila entre los $2.5 \cdot 10^7 M_{\odot}$ (Harrison et al., 1999) y $4.8 \cdot 10^8 M_{\odot}$ (Houghton et al., 1997). La primera de estas es consistente con los resultados de Mauersberger et al. (1996) en los que se concluye que el factor de conversión $X = N(\text{H}_2)/I(\text{CO})$ en la región central de NGC 253 es $< 20\%$ del valor derivado en el disco Galáctico.

Existen evidencias físicas, morfológicas y cinemáticas para la existencia de un superviento galáctico en NGC 253 (McCarthy et al., 1987; Heckman et al., 1990; Strickland et al., 2000, 2002; Pietsch et al., 2001; Forbes et al., 2000; Weaver et al., 2002; Sugai et al., 2003). El origen de este viento está relacionado con el brote de formación estelar nuclear supuestamente producido por la presión térmica de las eyecciones de gas caliente (de hasta $T = 10^8 \text{ K}$) consecuencia de las explosiones de supernovas. Se espera que este sea un gas muy enriquecido en metales. La expansión adiabática enfría el gas, convirtiéndose la energía térmica en un movimiento masivo del material a velocidades de hasta $v \sim 3000 \text{ km s}^{-1}$. El gas alcanzado por el viento en expansión, tanto en el disco como en el halo, puede resultar afectado por frentes de choque calentados a temperaturas de millones de grados y este gas mismo se hace un emisor de rayos X térmicos (Chevalier & Clegg, 1985).

1.4.2. M 82

Morfológicamente, la galaxia M 82 (NGC 3034, Arp 337 o 3C231) fue clasificada como de la clase Irr II (Holmberg, 1950), y posteriormente como I0 (de Vaucouleurs, 1959) y “Amorfa” (Sandage & Brucato, 1979). La galaxia, vista en el rango óptico, está dominada por una red filamentosa de polvo. M 82 es una galaxia de baja masa ($\sim 10^{10} M_{\odot}$) en la que la mayor parte de esta masa se concentra en los 2 kpc centrales (Sofue, 1998). Su región nuclear alberga la fuente IRAS extragaláctica más intensa ($S_{100\mu\text{m}} = 1360 \text{ Jy}$, Soifer et al., 1989) y, a una distancia de 3.6 Mpc (Freedman et al., 1994), constituye uno de los arquetipos más estudiados de brote de formación nuclear (Rieke et al., 1980) donde la violenta formación estelar tiene lugar a un ritmo de $\sim 9 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Strickland et al., 2004). Este brote de formación se concentra en el kpc central, en una región fuertemente oscurecida por el polvo y gas. Las observaciones en radio (e.g. Kronberg et al., 1985; Wills et al., 1999) y en infrarrojo (e.g. Telesco & Gezari, 1992) evidencian la intensa actividad de formación estelar en la región central. Alrededor de la región activa del brote de formación, se observa un anillo molecular de 400 pc de radio (Shen & Lo, 1995) y una barra vista en el infrarrojo cercano de $\sim 1 \text{ kpc}$ (Telesco et al., 1991). Debido a la gran inclinación que muestra el disco de M 82 ($i = 81.6^\circ$, Lynds & Sandage (1963)) es difícil apreciar la estructura de la galaxia incluso en las imágenes infrarrojas. Las distorsiones en las isofotas fuera de la barra central observadas por Ichikawa et al. (1995) se interpretan como evidencia de la presencia de una estructura espiral logarítmica de dos brazos (Figura 1.7, Mayya et al., 2005).

A gran escala, M 82 muestra un puente de gas intergaláctico de 20 kpc de largo, que conecta con la galaxia masiva vecina, M 81 (Gottesman & Weliachew, 1977). Además, existen evidencias que sugieren que M 82 ha sufrido un reciente encuentro

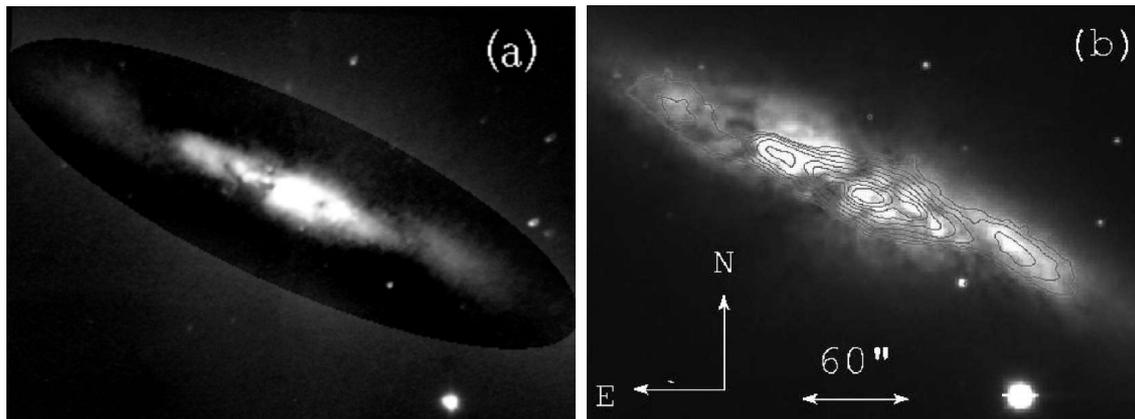


Figura 1.7: Evidencias de dos brazos espirales simétricos en la galaxia M82. *Izquierda:* Imagen NIR residual obtenida tras substraer un disco exponencial de las imágenes en las bandas K, H y J. Los $60''$ centrales corresponden a la barra, con las estructuras exteriores que sugieren la presencia de los dos brazos espirales. *Derecha:* Contornos de la banda K residual superpuestos sobre la imagen en la banda B. La mayor parte de las condensaciones observadas en la banda B se sitúan en los brazos espirales. Un línea de polvo atraviesa el arco interior del brazo suroeste. Figura extraída de Mayya et al. (2005).

con su compañera M81 y la galaxia enana NGC 3077 (Yun et al., 1994).

El elevado ritmo de formación estelar afecta a la distribución, cinemática y condiciones físicas del medio interestelar que la rodea. Los primeros estudios de la distribución del gas molecular en M82 revelaron una distribución circunuclear en doble lóbulo de CO que se interpretó como un toro molecular con una depleción del gas molecular en la región central (Nakai et al., 1987). Observaciones más recientes de alta resolución con los interferómetros BIMA y Plateau de Bure muestran la presencia de un tercer máximo de emisión molecular 65 pc al oeste del núcleo a $2.2 \mu\text{m}$ (Neininger et al., 1998; Dietz et al., 1986). Las observaciones en el óptico en $H\alpha$ y en rayos X muestran la existencia de un flujo de gas caliente bicónico a gran escala saliendo del plano desde el núcleo de M82 (Bland & Tully, 1988; McKeith et al., 1995; Bregman et al., 1995; Shopbell & Bland-Hawthorn, 1998). Este flujo masivo también se observa a gran escala en el gas frío y el polvo (Seaquist & Clark, 2001; Alton et al., 1999). Existen evidencias observacionales de fuentes locales de inyección de gas a menor escala. Las observaciones de Wills et al. (1999) a 1.4 y 5 GHz utilizando el VLA muestran la existencia de una cavidad en expansión de gas ionizado de ~ 120 pc de diámetro cercana al remanente de supernova SNR 41.95+57.5. También se observa la presencia de cuatro chimeneas de gas caliente, siendo la más prominentemente la localizada en el lado noreste, alcanzando una altura vertical de ~ 200 pc (Wills et al., 1999). Como se muestra en la Figura 1.8, el gas molecular presenta una contrapartida tanto de la macrocavidad como de las chimeneas (Neininger et al., 1998; Weiß et al., 1999, 2001a; Matsushita et al., 2000; García-Burillo et al.,

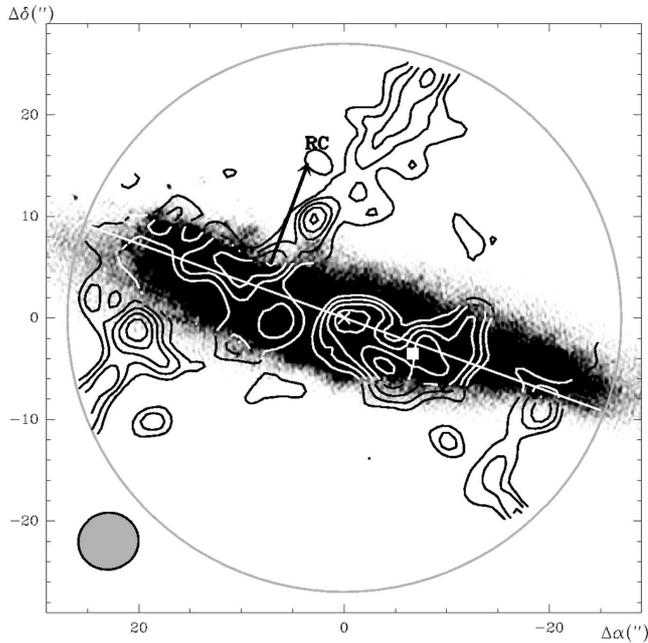


Figura 1.8: Mapa de la emisión integrada en velocidad de $\text{SiO}(v = 0, J = 2 - 1)$ en la región central de M82 superpuesta a la emisión de radiocontinuo de (Wills et al., 1999). Figura extraída de García-Burillo et al. (2001).

2001).

Una gran fracción del gas interestelar en M82 está directamente afectado por la radiación UV procedente de estrellas OB a través de mecanismos de fotoionización, fotodisociación y calentamiento UV (Lugten et al., 1986). De hecho, el flujo UV en la región nuclear de M82 es alrededor de tres órdenes de magnitud mayor que el flujo UV medido en la vecindad solar debido al elevado número de estrellas masivas (Lugten et al., 1986; Rieke et al., 1980). El estudio de la emisión de CO en el rango milimétrico y submilimétrico de Mao et al. (2000) concluye que la mayor parte de la emisión de CO surge de regiones de fotodisociación difusas de baja densidad mientras que los trazadores de gas de alta densidad como CS y HCN están menos afectados por la fuerte radiación UV de estas estrellas masivas.

1.5. Galaxias submilimétricas

Las primeras exploraciones cosmológicas realizadas utilizando los instrumentos SCUBA (*Submillimetre Common-User Bolometer Array* en el telescopio JCMT, Holland et al., 1999) y MAMBO (*MAx-Planck Millimeter BOLometer array* en el telescopio de 30 m de IRAM, Kreysa et al., 1998) cambiaron rápida y radicalmente el escenario aceptado sobre la formación y evolución de las galaxias, apartándose de la visión fundamentalmente óptica del pasado siglo, al resolver una parte significativa del fondo cósmico submilimétrico en fuentes individuales. Las exploraciones con cámaras bolométricas en el rango de longitudes de onda milimétrica y submilimétrica son sensibles a los objetos altamente extinguidos por el polvo con desplazamientos al rojo extremos. Estos objetos son filtrados en las exploraciones a longitudes de onda

mayores y menores debido al oscurecimiento y las correcciones K desfavorables.

El descubrimiento de las llamadas “galaxias SCUBA” (Smail et al., 1997) fue acogido con sorpresa debido a la notable evolución en la población de galaxias con brotes de formación estelar oscurecidas por el polvo que implicaba la alta densidad de fuentes dentro de los niveles de flujo a los que tenían acceso la primera generación de cámaras bolométricas (Blain et al., 1999). Sin embargo, los primeros esfuerzos para estudiar las galaxias submilimétricas (SMGs) en el óptico e infrarrojo (Hughes et al., 1998) sugirieron que la mayor parte de la población submilimétrica no tenía una contrapartida óptica plausible. Por otro lado, los también primeros estudios en radio detectaron aproximadamente la mitad de las fuentes submilimétricas observadas (Smail et al., 2000; Ivison et al., 2002), que con una precisión astrométrica de $\sim 0.3''$ y combinado con la densidad de flujo submilimétrico proporcionaron una estimación grosera del desplazamiento al rojo (Carilli & Yun, 1999). El desplazamiento al rojo medio de estas galaxias se estima en ~ 2.2 (Chapman et al., 2003, 2005; Ivison et al., 2005). Las observaciones en radio han posibilitado también el refinamiento de la muestra submilimétrica (Ivison et al., 2002), incrementando la fracción de detección hasta dos tercios de las SMGs con un nivel de densidad de flujo a 0.85 mm por encima de ~ 5 mJy.

La estimación precisa de los desplazamientos al rojo de estas galaxias facilitó la medida sistemática de la masa de gas molecular para las SMGs en $\sim 10^{11} M_{\odot}$ a través de la observación de CO (Neri et al., 2003; Greve et al., 2005). Los datos sugieren que las galaxias submilimétricas son sistemas masivos y proporcionan algunas de las pruebas más fuertes a los modelos de formación de galaxias que existen (Greve et al., 2005).

Para tener acceso a las fuentes submilimétricas responsables de la mayor parte del fondo cósmico submilimétrico y que, por lo tanto, es responsable de la mayor parte de la formación estelar o actividad AGN, es necesario sondear hasta densidades de flujo por debajo de 1 mJy a 850 μm (Smail et al., 2002; Cowie et al., 2002). En la actualidad, gracias a la observación rutinaria en longitudes de onda mm y submm, varios cientos de galaxias submilimétricas han sido detectadas. Las galaxias submilimétricas más brillantes parecen conformar una población diversa, esto es, algunas fuentes son semejantes a cuasares, con líneas anchas y detección en rayos X (e.g. Ivison et al., 1998), algunas son morfológicamente complejas (e.g. Ivison et al., 2000; Downes & Solomon, 2003), algunas extremadamente rojas (e.g. Smail et al., 1999; Ivison et al., 2002; Dunlop et al., 2004), algunas con indudables trazas de núcleos activos oscurecidos y/o supervientos (e.g. Smail et al., 2003).

A pesar de todos estos estudios, existen numerosas incógnitas acerca de las galaxias submilimétricas. La confusión limita actualmente la investigación a las SMGs más brillantes. Lo que es más, las exploraciones están sesgadas debido a los efectos de selección, lo cual limita potencialmente el entendimiento de estos objetos. Aproximadamente la mitad de todas las galaxias submilimétricas conocidas no han sido detectadas en radio debido a una falta de datos suficientemente profundos en este rango. De igual forma, tan solo existe una cobertura limitada en las exploraciones

espectroscópicas realizadas en longitudes de onda roja e IR.

Capítulo 2

El espectro de NGC 253 en la banda de 2 mm: Datos

2.1. Introducción: Barridos espectrales

La importancia de los barridos espectrales, ampliamente demostrada durante las últimas dos décadas, radica en la determinación de las propiedades físicas del material molecular y su caracterización química completa. El estudio de líneas espectrales moleculares reporta ventajas adicionales respecto de las observaciones de continuo. La observación de la emisión del continuo en el IR, procedente del polvo calentado por la radiación de las estrellas recién formadas y aun embebidas en sus nubes progenitoras, ofrece una visión de la estructura y distribución del gas molecular en las regiones de formación estelar (Motte et al., 1998). De igual forma, la distribución espectral de energía nos indica la temperatura del polvo y nos proporciona indicios sobre el estado evolutivo del objeto (Lada, 1999). Sin embargo, la dinámica y las condiciones fisico-químicas del material molecular solo pueden ser estudiadas a través de la observación de líneas moleculares.

En este marco, el estudio de regiones completas del espectro mediante la realización de barridos en frecuencias ofrece múltiples ventajas frente a la observación de la emisión del continuo o las observaciones dirigidas al estudio de especies moleculares seleccionadas. Entre las principales ventajas de los barridos espectrales podemos indicar las siguientes:

- ⊛ Permite, dentro del límite impuesto por la sensibilidad de la observación, la creación de un censo completo y sin sesgo de los principales átomos y moléculas presentes en las regiones observadas.
- ⊛ Mediante el estudio de las razones entre las líneas pertenecientes a diferentes transiciones de una misma especie molecular se puede estimar los parámetros físicos de las diferentes componentes abarcadas por el haz del telescopio. En particular, podemos destacar la determinación directa de parámetros como la densidad de columna de la especie observada, la temperatura de excitación y,

previa estimación de la densidad de columna total de hidrógeno molecular, la abundancia fraccional de la especie.

- ⊛ La comparación de las abundancias moleculares entre distintas fuentes junto con la información extraída de los modelos de química puede ser utilizado como una herramienta de diagnóstico del estado evolutivo.
- ⊛ Los diferentes procesos dinámicos, tales como los choques o la turbulencia, pueden ser trazados por comparación de los perfiles de las líneas, observadas con suficiente resolución espectral, de moléculas con diferentes requerimientos de excitación y propiedades químicas.
- ⊛ Medida de la tasa de enfriamiento total del gas debido a la contribución de especies moleculares tales como CO y H₂O.
- ⊛ Medida directa de la contribución de la emisión de las líneas al continuo, dato que puede afectar a los parámetros derivados a partir de la emisión del polvo.

A esta lista debe añadirse la oportunidad que ofrecen los barridos espectrales de descubrir nuevas e inesperadas especies moleculares exóticas. Además, teniendo en cuenta que para determinar la presencia y medir la abundancia de una molécula determinada es necesaria la observación de varias transiciones de la misma, estos barridos moleculares se presentan como uno de los mejores métodos para realizar este tipo de estudios. Con el incremento de la sensibilidad y el ancho de banda de los instrumentos se ha hecho posible alcanzar el límite de confusión entre líneas en la dirección de algunas de las regiones estudiadas en la Galaxia.

En el contexto Galáctico, los barridos espectrales se han llevado a cabo principalmente en fuentes con una emisión molecular particularmente prolífica. Regiones de formación estelar masiva tales como los núcleos calientes de Orion-KL y Sgr B2 han sido tradicionalmente objetivos principales de estos estudios debido a sus brillantes líneas moleculares. Son varias las razones por las que la tasa de detección de líneas en estas fuentes es tan alta. La gran densidad de columna de H₂ en la dirección de estas fuentes junto con la alta densidad y temperatura cinética de estos núcleos proporciona una energía colisional suficiente para excitar las transiciones rotacionales de las moléculas que constituyen estas nubes. Además, en estos núcleos calientes, la sublimación de las moléculas refractarias constituyentes de los granos de hielo dan lugar a una química compleja (van Dishoeck & Blake, 1998).

La Tabla 2.1 presenta un resumen de los barridos espectrales realizados hasta el momento en algunas de estas regiones en el rango de longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. Todos estos estudios, han contribuido enormemente a ampliar el inventario de líneas y especies encontradas en el medio interestelar. Hasta la fecha no existe ningún estudio semejante en fuentes fuera de la Galaxia. Todos los trabajos de espectroscopia molecular extragaláctica se han limitado a la observación de una o varias especies, seleccionadas entre las más intensas observadas en fuentes Galácticas, hacia un número de fuentes seleccionadas. El censo molecular más ambicioso y

Tabla 2.1: Resumen de los principales barridos espectrales milimétricos y submilimétricos realizados en regiones de formación estelar y nubes interestelares. Tabla adaptada y actualizada de van Dishoeck (2001).

Fuente	Frecuencias (GHz)	Telescopio	Referencia
Orion-KL	72-91	Onsala 20 m	Johansson et al (1984)
	70-115	NRAO 12 m	Turner (1989)
	125-138	TRAO 14 m	Kim et al. (1999)
	138.3-150.7	TRAO 14 m	Lee et al. (2001)
	150-160	FCRAO 14 m	Ziurys & McGonagle (1993)
	159.7-164.7	TRAO 14 m	Lee & Cho (2002)
	215-247	OVRO 10.4 m	Sutton et al. (1985)
	216-242	OVRO Array	Blake et al. (1986)
	247-263	OVRO 10.4 m	Blake et al. (1996)
	247-263	OVRO 10.4 m	Greaves & White (1991)
	325-360	CSO 10.4 m	Schilke et al. (1997)
	330-360	NRAO 12 m	Jewell et al. (1989)
	334-343	JCMT 15 m	Sutton et al. (1995)
	455-507	JCMT 15 m	White et al. (2003)
	607-725	CSO 10.4 m	Schilke et al. (2001a)
	685-692	JCMT 15 m	Harris et al. (1996)
	795-903	CSO 10.4 m	Comito et al. (2005)
200-900	CSO-FTS	Serabyn & Weisstein (1995)	
Sgr B2	30-116	Nobeyama 45 m	Ohishi & Kaifu (1999)
	70-115	NRAO 12 m	Turner (1989)
	70-150	BTL 7 m	Cummins et al. (1986)
G34.3+0.15	218-263	SEST 15 m	Nummelin et al. (1998, 2000, 2001)
	84.7-115.7	TRAO 14 m	Kim et al. (2000)
	123.5-155.3	TRAO 14 m	Kim et al. (2000)
	155.3-165.3	TRAO 14 m	Kim et al. (2002)
G5.89-0.39	330-365	JCMT 15 m	Macdonald et al. (1996)
	330-360	JCMT 15 m	Thompson & Macdonald (1999)
TMC-1	8.8-50	Nobeyama 45m	Kaifu et al. (2004)
W3	334-365	JCMT 15 m	Helmich & van Dishoeck (1997)

completo del contenido molecular de una galaxia externa es la compilación de datos obtenidos por Wang et al. (2004) hacia el brote de formación nuclear de la galaxia NGC 4945. Sin embargo, este estudio se reduce a la observación de 19 especies moleculares conocidas y previamente observadas en otras fuentes extragalácticas.

* * *

De la misma manera que los barridos espectrales dentro de la Vía Láctea se han concentrado en determinadas regiones caracterizadas por su intensa emisión de líneas moleculares, un barrido espectral extragaláctico debe orientarse por el mismo criterio. Así pues, la región nuclear de la galaxia con brotes de formación estelar NGC 253 se presentaba como el principal candidato, siendo el mayor emisor de líneas moleculares fuera de nuestra Galaxia (Mauersberger & Henkel, 1993).

En este capítulo se presentan los datos observacionales del primer barrido espectral realizado en una fuente extragaláctica, a saber, la región nuclear de NGC 253 (Martín et al., 2006a). Tras la presentación de los detalles observacionales (Sección 2.2) se indican todas las transiciones de las especies moleculares detectadas (Sección 2.3) y los resultados de los ajustes Gaussianos realizados a las mismas. El método de ajuste, junto con las dificultades encontradas en el mismo, se presentan en la Sección 2.4. A continuación se pasa a presentar los detalles de la identificación y ajuste para cada transición de cada una de las especies moleculares identificadas (Sección 2.5). Por último, se hace un breve resumen de los primeros resultados derivados de los datos observacionales (Sección 2.9).

2.2. Observaciones

El barrido en frecuencias de NGC 253 se llevó a cabo en el telescopio de 30 m de IRAM, situado en el Pico de Veleta, Sierra Nevada, España. Las observaciones se dividieron en diferentes campañas entre 2001 y 2004, tal y como se detalla en la Tabla 2.2.

El barrido espectral mostrado en la Figura 2.1 cubre un rango de frecuencias de 46 GHz entre 129.1 y 175.2 GHz, comprendiendo el $\sim 86\%$ de la ventana atmosférica observable a 2 mm. Cualquiera de las tres ventanas atmosféricas observables con el telescopio de 30 m de IRAM (3, 2 y 1 mm) son, en principio, igualmente interesantes como objetivos de un barrido en frecuencias. La elección de la ventana a 2 mm se basa en motivos puramente observacionales. En primer lugar, la opacidad de la atmósfera en la ventana a 1 mm es significativamente mayor, con lo que se requiere un incremento en el tiempo de integración en cada frecuencia para alcanzar el mismo nivel de ruido que el obtenido a 2 mm. Por otro lado, si bien la transmisión de la atmósfera a 3 mm es ligeramente mayor que a 2 mm, el ancho de banda instantáneo que ofrecen los receptores disponibles a estas frecuencias es la mitad que el de los receptores a 2 mm. Esto supone una duplicación del número de configuraciones de frecuencias necesarias para cubrir un mismo rango espectral.

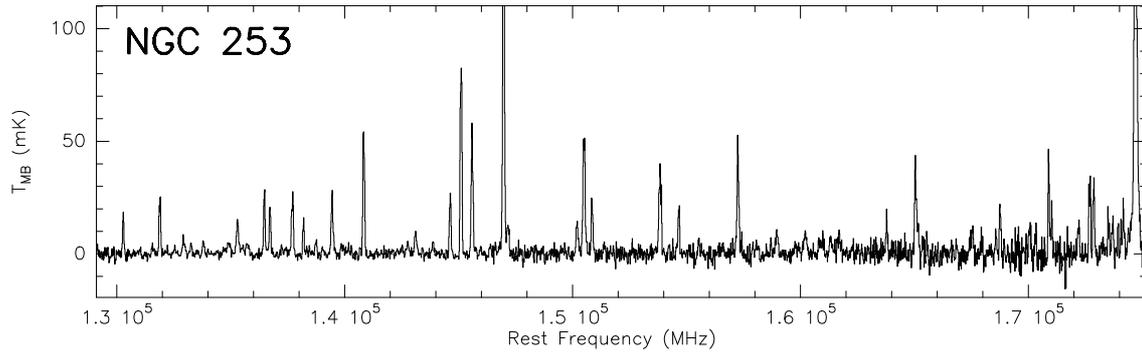


Figura 2.1: Espectro completo en la banda atmosférica de 2 mm de la región central de NGC 253.

La posición nominal hacia la cual se efectuó el barrido espectral es $\alpha_{J2000} = 00^{\text{h}}47^{\text{m}}33.3^{\text{s}}$, $\delta_{J2000} = -25^{\circ}17'23''$. Esta posición se indica con una cruz en la Figura 2.2 sobre la imagen de la emisión de SiO (García-Burillo et al., 2000). El tamaño del haz del telescopio de 30 m en el rango de frecuencias cubierto se encuentra entre $19''$ y $14''$. En la Figura 2.2 se representa el tamaño del haz para las frecuencias extremas observadas en el barrido. En esta misma Figura se sitúa la emisión de SiO nuclear en una imagen infrarroja a mayor escala de NGC 253 en la banda K (Engelbracht et al., 1998) en la que se aprecia claramente la presencia de la estructura barrada.

A lo largo de toda la observación se utilizaron fuentes de puntería cercana para comprobar la puntería del telescopio. Realizando exploraciones en cruz en modo continuo sobre estas fuentes cada ~ 2 horas se consiguió una precisión en el apuntado del telescopio de $\sim 3''$.

Las observaciones se realizaron en el modo “*wobbler switched*” simétrico. Este modo de observación aprovecha el movimiento basculante del espejo secundario o subreflector del telescopio para substrair la emisión de la atmósfera. De esta forma es posible cambiar de una forma relativamente rápida entre el punto de observación

Tabla 2.2: Campañas de observación del barrido espectral a 2 mm de NGC 253.

Campaña	Fechas	Frecuencias observadas (GHz)
2001	5 May. – 9 May.	145.0 – 147.62
	27 Jun. – 2 Jul.	131.4 – 132.3, 135.6 – 143.7
2002	30 Ene. – 31 Ene.	133.2 – 135.0, 144.6
	1 May. – 2 May.	152.7, 154.5 – 155.0
	16 Jul. – 30 Jul.	129.6 – 130.5, 141.9, 145.0, 148.5 – 151.8, 153.6, 156.3 – 171.6
	24 Dic. – 29 Dic.	133.2, 173.4 – 174.3
2004	18 Jul	133.78, 145.94
	24 Dic	172.5, 174.7

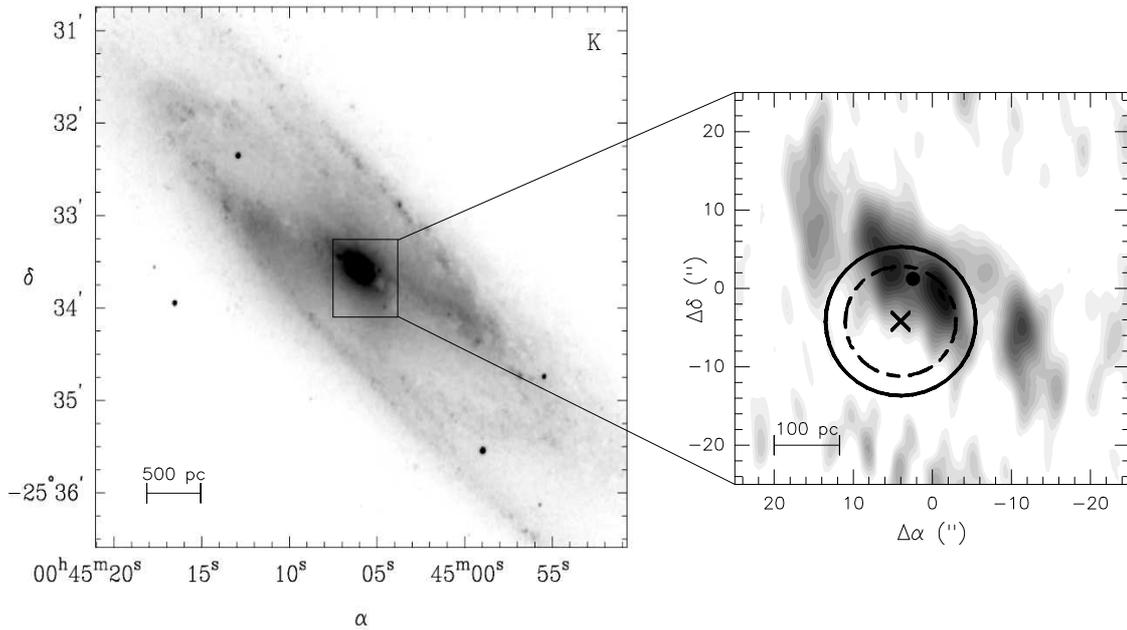


Figura 2.2: En escala de grises se muestra la imagen en la banda K de NGC 253 (panel izquierdo, Engelbracht et al., 1998) y la emisión de SiO ($v = 0, J = 2 - 1$) de alta resolución en la región nuclear (panel derecho, García-Burillo et al., 2000). Los tamaños del haz del telescopio de 30 m de IRAM para las frecuencias extremas observadas en el barrido se muestran como círculos sobre el mapa de SiO. En línea continua se representa el haz de $19''$ a 129 GHz, y en discontinua el de $14''$ a 175 GHz. Con una cruz se indica la posición nominal del barrido espectral y con un punto negro la posición del centro dinámico estimada por García-Burillo et al. (2000).

y dos puntos de referencia libres de emisión en el cielo. Las posiciones de referencia se toman alternativa y simétricamente a ambos lados de la posición de observación para eliminar, en la medida de lo posible, los posibles efectos derivados por la asimetría del haz del telescopio. Se estableció una distancia a la posición de referencia de $240''$ en azimuth, con una frecuencia de cambio de 0.5 Hz. Una distancia cercana en el cielo de la posición de referencia junto con un cambio rápido entre ambas posiciones nos permiten conseguir una mejor cancelación de la emisión atmosférica, evitando la aparición de ruido sinusoidal en los espectros derivado de las diferentes masas de aire observadas entre la posición de observación y la referencia.

Se utilizaron simultáneamente los dos receptores SIS (uniones de superconductores como mezcladores) disponibles en la ventana de 2 mm. Cada uno de estos receptores, configurados en modo *wide* (ancho), ofrecen un ancho de banda de salida de 1 GHz. Sintonizando frecuencias adyacentes en ambos receptores, con una región de solapamiento de 100 MHz, logramos cubrir un ancho de banda instantáneo de 1.9 GHz en cada configuración de frecuencias. Este hecho resultó crucial para la viabilidad del proyecto en lo que a requerimientos de tiempo de telescopio se refiere.

Los receptores se sintonizaron en banda simple (SSB) con un rechazo de la banda imagen (banda superior) de alrededor de 10 dB. Esto hace que únicamente la emisión de las líneas más intensas del barrido se detecten también en la banda imagen. El rechazo de la banda imagen se calculó para cada frecuencia (Panel inferior en la Figura 2.3) midiendo la diferencia en potencia entre una carga caliente y una fría, primero con una supresión total de la banda superior y posteriormente con una supresión total de la banda inferior ajustando el interferómetro Martin-Puplett situado en el camino óptico de los receptores. La razón entre ambas medidas constituye la ganancia de la banda imagen. Asumimos que esta ganancia es constante en toda la banda cubierta por el espectrómetro.

Como espectrómetros se utilizaron los dos bancos de filtros de 256×4 MHz, capaces de cubrir la banda de 1 GHz proporcionada por los receptores con una resolución en velocidades de entre 9 y 7 km s^{-1} en las frecuencias cubiertas en el barrido.

Los espectros fueron calibrados con el sistema estándar de doble carga. Este sistema de calibración utiliza el cielo, una carga caliente (a temperatura ambiente), e indirectamente una carga fría como referencias de comparación. Esencialmente, la diferencia de cuentas entre la fuente observada y el cielo (posición de referencia) se relaciona con la diferencia de cuentas entre la carga caliente y el cielo. La escala de temperaturas de los espectros se da en temperatura de haz principal (T_{MB}) que es la temperatura de brillo de una fuente equivalente que rellena el haz principal del telescopio. Obtenemos esta escala como

$$T_{\text{MB}} = \frac{F_{\text{eff}}}{B_{\text{eff}}} T_{\text{A}}^*, \quad (2.1)$$

donde T_{A}^* , resultado del método de calibración, es la temperatura de antena corregida de la atenuación atmosférica de una fuente equivalente que rellena los 2π estereoradianes del patrón de difracción frontal del telescopio, F_{eff} es la eficiencia frontal y B_{eff} la eficiencia del haz principal. Para los receptores a 2 mm del telescopio de 30 m de IRAM tenemos que $F_{\text{eff}} = 0.93$, mientras que la B_{eff} la calculamos para cada frecuencia con la forma aproximada

$$B_{\text{eff}} = 1.2\epsilon \exp[-(4\pi R\sigma/\lambda)^2], \quad (2.2)$$

con $\epsilon = 0.69$, $R\sigma = 0.07$ y λ en mm.

El tiempo de integración para cada frecuencia fue restringido debido a la baja declinación de la fuente. A la latitud del observatorio de Pico de Veleta, NGC 253 solo permanece alrededor de cuatro horas por encima de 20° de elevación, con una elevación máxima de $\sim 30^\circ$ en el tránsito. Esta baja elevación incrementa notablemente la influencia de la atmósfera con temperaturas de sistema entre 300 y 700 K en el rango de frecuencias cubiertas. Se dedicó una sesión de observación completa para cada configuración de frecuencias, lo que supone una media de 120 minutos de integración en cada frecuencia. De este tiempo, sólo la mitad corresponde a integración en la fuente. El tiempo de integración para cada frecuencia se muestra en el panel central de la Figura 2.3.

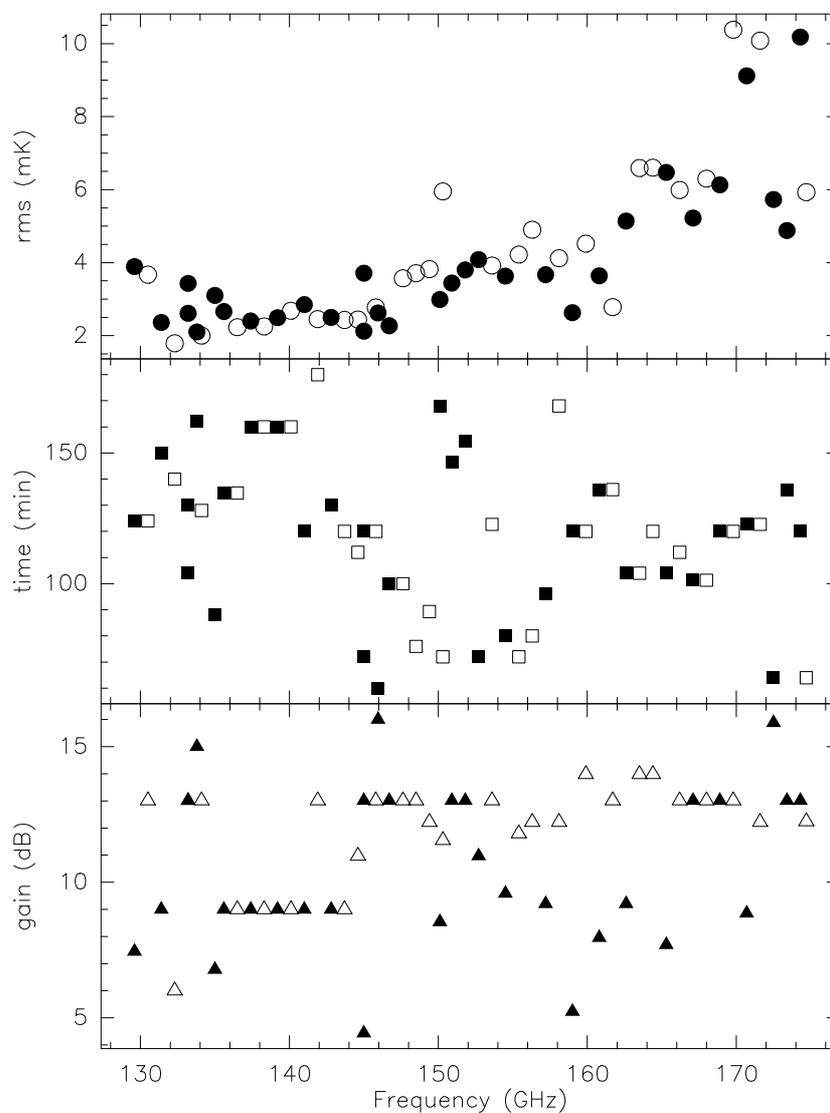


Figura 2.3: Resumen de los detalles observacionales para cada configuración de frecuencias. Los símbolos abiertos y cerrados representan cada uno de los receptores SIS de 2 mm. *Panel superior:* rms del espectro en canales de $9 - 7 \text{ km s}^{-1}$ tras la substracción de una línea de base lineal. *Panel central:* Tiempo de integración total, incluyendo el tiempo pasado en la posición de referencia. *Panel inferior:* Nivel de rechazo de la banda imagen (banda superior).

Tanto el modo de observación como la estabilidad del sistema nos ofrecen líneas de base de buena calidad que resultan fundamentales en un barrido espectral de estas características. De esta forma, únicamente se sustrajeron de los espectros líneas de base de orden 0 o 1. El nivel de ruido alcanzado en cada frecuencia se muestra en el panel superior de la Figura 2.3. Los valores son del orden de 2 – 4 mK en canales de $\sim 8 \text{ km s}^{-1}$ de anchura, incrementándose para frecuencias por encima de 160 GHz hasta valores de 6 – 10 mK en las frecuencias más altas observadas.

La Figura 2.4 presenta el resultado completo del barrido de frecuencias en la ventana atmosférica de 2 mm hacia el brote de formación estelar de la región nuclear de la galaxia NGC 253.

2.3. Identificación molecular

Con el fin de identificar y ajustar las líneas observadas en el barrido espectral se usaron las frecuencias disponibles en los catálogos moleculares de Lovas (1992, 2004) y Pickett et al. (1998). Los barridos espectrales existentes en fuentes del Centro Galáctico tales como Sgr B2(OH) (Cummins et al., 1986; Turner, 1989, 1991) y Sgr B2(N, M y NW) (Nummelin et al., 1998, 2000) también fueron utilizados como fuente de información adicional para estimar la intensidad esperada de las líneas más débiles detectadas.

Uno de los principales inconvenientes a la hora de la identificación de líneas moleculares en barridos espectrales extragalácticos llevados a cabo con una única antena radica en la gran anchura de línea intrínseca de la emisión de estos objetos. Se observan típicamente anchuras de línea $\Delta v \geq 100 \text{ km s}^{-1}$. Como consecuencia de este hecho, la emisión de algunas de las transiciones observadas aparecen parcial o totalmente mezcladas con la emisión de otras transiciones de la misma u otras especies. Además, en el caso de la región nuclear de NGC 253, la forma de las líneas de emisión muestran dos componentes diferenciadas con velocidades de 180 y 280 km s^{-1} y anchuras de ~ 100 y 110 km s^{-1} respectivamente (tomadas de la emisión de CS, Martín et al., 2005). Estas componentes se originan en los dos complejos moleculares principales separados $10''$ que se sitúan a ambos lados del núcleo.

En la banda de 46 GHz observada, se detectan un total de 111 líneas, la más débil con una intensidad de $\sim 3 \text{ mK}$. Sobre el espectro del barrido espectral de NGC 253 mostrado en la Figura 2.4 se superpone la identificación de las especies moleculares para cada línea. En la Tabla 2.3 se listan los parámetros derivados de los ajustes Gaussianos a las líneas detectadas en la ventana atmosférica a 2 mm. Estas 111 líneas pertenecen a la emisión de 25 especies moleculares y 3 líneas de recombinación de hidrógeno.

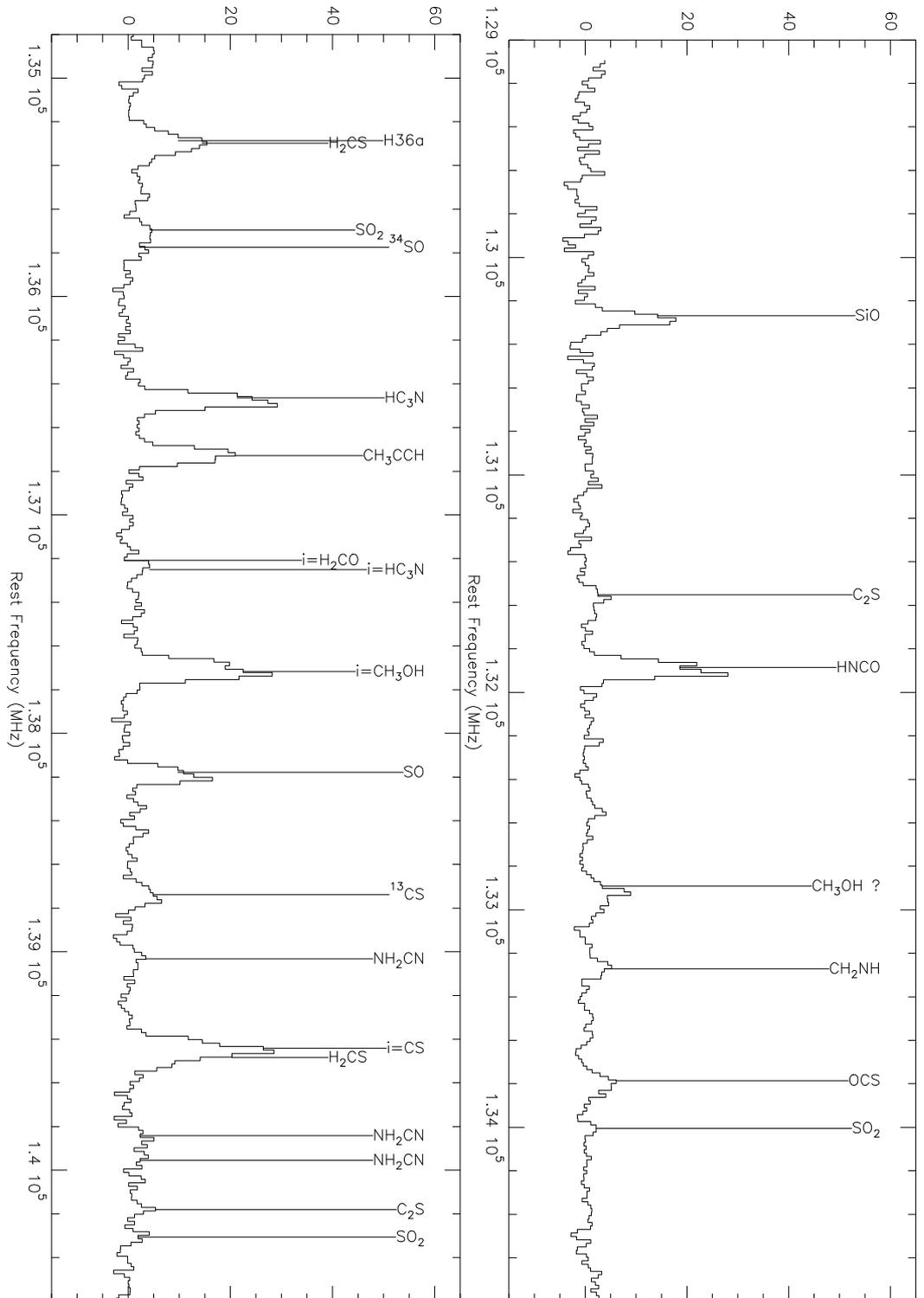


Figura 2.4: Espectro compuesto del barrido espectral en la ventana atmosférica de 2 mm hacia la región nuclear de NGC 253. La resolución se ha suavizado a una resolución en velocidades de 35 a 27 km s⁻¹, equivalente a 4 canales originales. La identificación de las líneas aparece sobre el espectro. Las especies etiquetadas como *i=molécula* corresponden a líneas procedentes de la banda imagen.

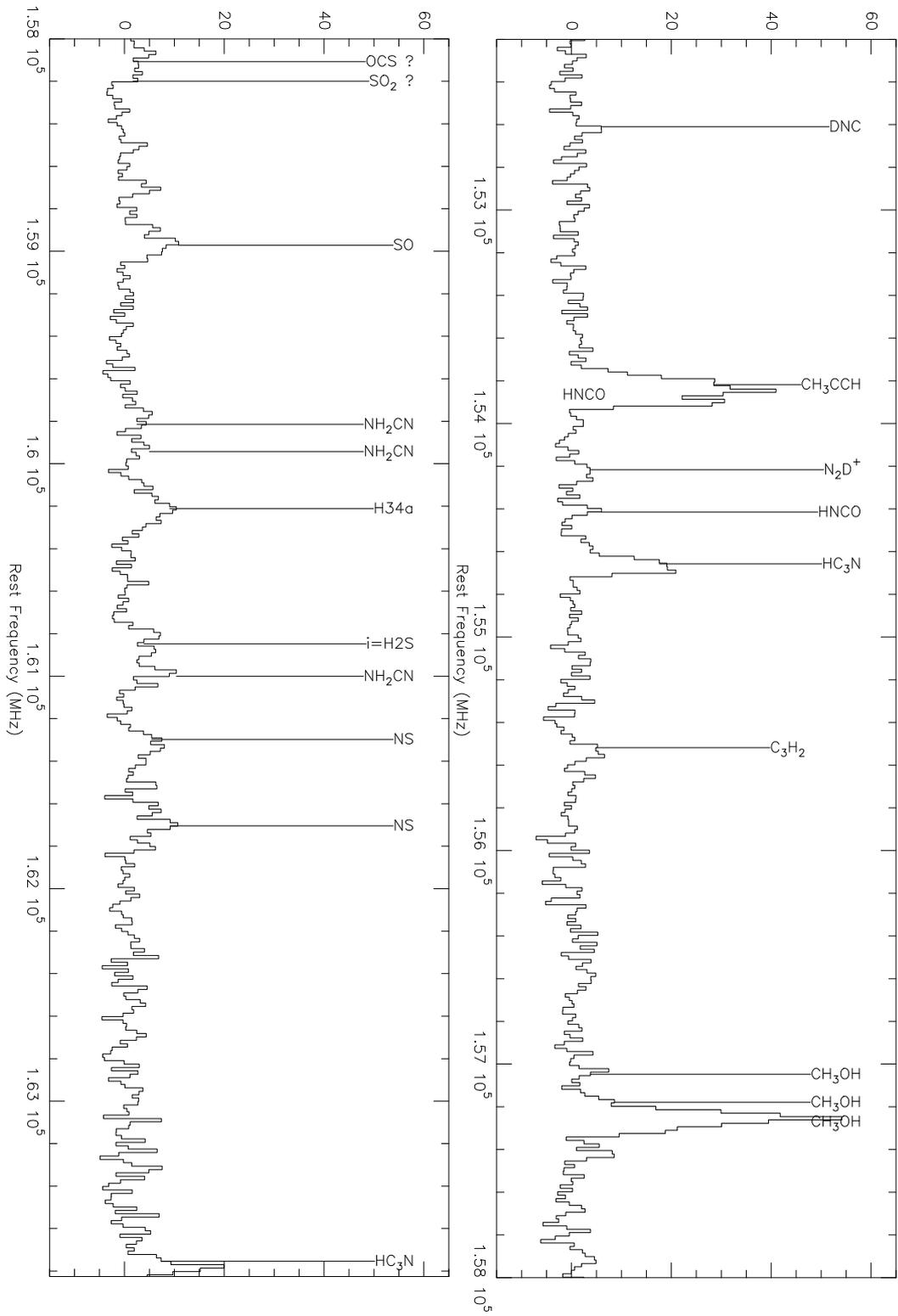


Figura 2.4: (Continuación).

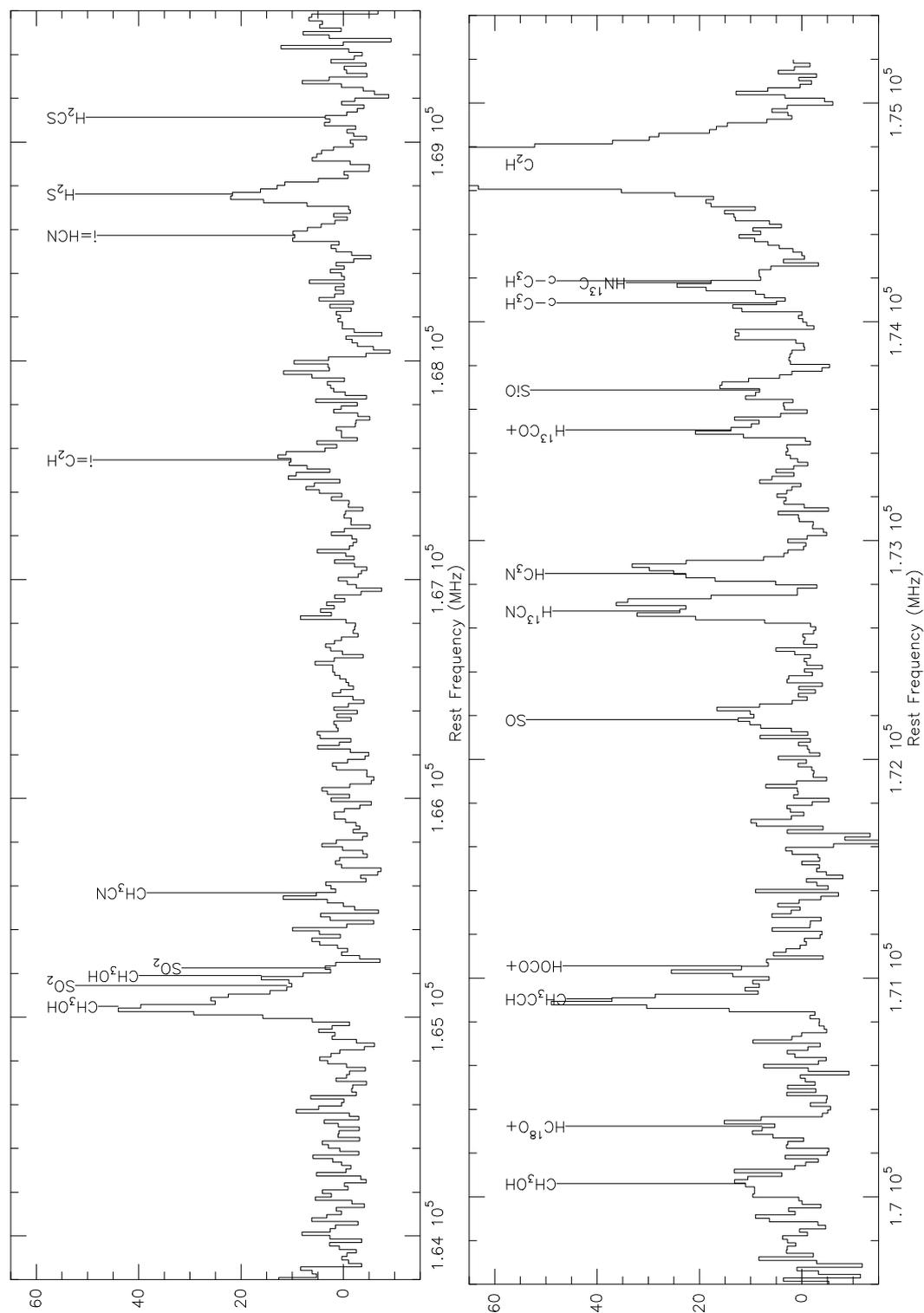


Figura 2.4: (Continuación).

Tabla 2.3: Resultados de los ajustes Gaussianos a las líneas observadas.

Molécula Transición	ν (MHz)	nota	$\int T_{\text{MB}} dv$ mK km s ⁻¹	V_{LSR} km s ⁻¹	$\Delta v_{1/2}$ km s ⁻¹	T_{MB} mK
SiO 3 – 2 $v = 0$	130268.6		1580 (50)	183	76	18
			1170 (50)	260	91	12
C₂S 11 ₁₀ – 10 ₉	131551.9		640 (90)	230	151	4.0
HNCO 6 _{0,6} – 5 _{0,5}	131885.7		2400 (150)	182	72	32
			2000 (180)	284	80	24
CH₂NH 2 _{1,1} – 1 _{1,0}	133272.1	hf	420 (40)	187	83 ^b	4.8
			450 (40)	283	83 ^b	5.1
OCS 11 – 10	133785.9		1220 (130)	212	200	5.8
SO₂ 8 _{2,6} – 8 _{1,7}	134004.8		300 (70)	242	91	3.1
H36α	135286.0	b s	2800 (...)	250 ^a	282 ^a	9.3
H₂CS 4 _{1,4} – 3 _{1,3}	135297.8	b	1040 (90)	221	158	6.2
SO₂ 5 _{1,5} – 4 _{0,4}	135696.0		740 (160)	245 ^a	140 ^a	4.2
³⁴SO 4 ₃ – 3 ₂	135775.3	b	300 (60)	180 ^a	73 ^a	3.8
			200 (70)	274 ^a	88 ^a	2.1
HC₃N 15 – 14	136464.4		2410 (130)	183	77	29
			2000 (300)	271	85	22
CH₃CCH 8 _k – 7 _k	136728.0		3410 (110)	255	158	20
SO 4 ₃ – 3 ₂	138178.5		1400 (200)	180	73	18
			1100 (200)	274	88	12
¹³CS 3 – 2	138739.3		550 (70)	188	70 ^b	7.4
			390 (50)	274	70 ^b	5.2
NH₂CN 7 _{1,7} – 6 _{1,6}	139032.0		580 (110)	280 ^a	155 ^a	3.5
H₂CS 4 _{1,3} – 3 _{1,2}	139483.4	b	1340 (150)	221	176	7.2
NH₂CN 7 _{0,7} – 6 _{0,6}	139842.1		490 (160)	280 ^a	155 ^a	3.0
NH₂CN 7 _{0,7} – 6 _{0,6}	139954.4	m	520 (160)	279	140	3.5
C₂S 10 ₁₁ – 9 ₁₀	140180.7		470 (130)	250	85	5.2
SO₂ 6 _{2,4} – 6 _{1,5}	140306.1		510 (60)	248	115	4.1
H₂CO 2 _{1,2} – 1 _{1,1}	140839.5		4250 (140)	186	104 ^b	38
			6050 (150)	288	104 ^b	55
C₂S 11 ₁₁ – 10 ₁₀	142501.7		430 (70)	192	85 ^a	4.7
CH₃OH 3 _{1,3} – 2 _{1,2} A+	143865.7		1000 (130)	225	168	5.6
C₂S 12 ₁₁ – 11 ₁₀	144244.8		290 (120)	210	112	2.4
C³⁴S 3 – 2	144617.1		3000 (300)	188	105	27
			1500 (300)	284	86	16
c – C₃H₂ 3 _{1,2} – 2 _{2,1}	145089.5	b s	1750 (...)	234 ^a	156 ^a	11
CH₃OH 3 – 2	145103.2	b m	9400 (200)	185	115	77
			5760 (190)	294	96	57
HC₃N 16 – 15	145560.9	b s	2100 (...)	183 ^a	77 ^a	26
			1700 (...)	271 ^a	85 ^a	19
H₂CO 2 _{0,2} – 1 _{0,1}	145602.9	b	3400 (100)	177	90 ^b	35
			3300 (100)	283	90 ^b	34

Tabla 2.3: (Continuación).

Molécula Transición	ν (MHz)	nota	$\int T_{\text{MB}} dv$ mK km s ⁻¹	V_{LSR} km s ⁻¹	$\Delta v_{1/2}$ km s ⁻¹	T_{MB} mK
OCS 12 – 11	145946.8		580 (170)	212 ^a	210 ^a	2.6
CH ₃ OH 3 _{1,2} – 2 _{1,2} A--	146368.3		1020 (150)	196	139	6.9
SO ₂ 4 _{2,2} – 4 _{1,3}	146605.5		800 (170)	241	148	5.1
CS 3 – 2	146969.0	b	11900 (200)	185	100	111
		b	13700 (200)	288	117	110
H35 α	147046.8	b s	2800 (...)	250 ^a	282 ^a	9.3
CH ₃ CN 8 _k – 7 _k	147174.5	b m	2040 (180)	258	165	12
HOCO ⁺ 7 _{0,7} – 6 _{0,6}	149675.8		410 (110)	281	68	5.6
NO $\frac{3}{2}$ – $\frac{1}{2}$ Π^+	150176.5	hf	3400 (500)	244	158	10
c – C ₃ H ₂ 2 _{2,0} – 1 _{1,1}	150436.5	b s	600 (...)	234 ^a	156 ^a	3.6
H ₂ CO 2 _{1,1} – 1 _{1,0}	150498.3	b	5300 (100)	180	99 ^b	50
		b	5100 (100)	286	99 ^b	48
NO $\frac{3}{2}$ – $\frac{1}{2}$ Π^-	150546.5	hf b s	3400 (...)	244 ^a	158 ^a	10
c – C ₃ H ₂ 4 _{0,4} – 3 _{1,3}	150820.6	b	1150 (...)	234 ^b	156 ^b	7.0
c – C ₃ H ₂ 4 _{1,4} – 3 _{0,3}	150851.9	b	3380 (110)	234 ^b	156 ^b	20
c – C ₃ H ₂ 5 _{1,4} – 5 _{0,5}	151343.8	b s	165 (...)	234 ^a	156 ^a	1.0
SO ₂ 2 _{2,0} – 2 _{1,1}	151378.6	b	590 (170)	225	158	3.5
DNC 2 – 1	152609.7		490 (160)	225	61	7.5
CH ₃ CCH 9 _k – 8 _k	153817.2	b	4300 (200)	271	157	26
HNCO 7 _{0,7} – 6 _{0,6}	153865.0		2660 (150)	183	72	34
		b s	2240 (...)	284 ^a	80 ^a	26
N ₂ D ⁺ 2 – 1	154217.0		570 (170)	219	120	4.5
HNCO 7 _{1,6} – 6 _{1,5}	154414.7		540 (110)	283 ^a	80 ^a	6.4
HC ₃ N 17 – 16	154657.3		1640 (120)	191	72 ^b	21
			1400 (110)	272	72 ^b	18
c – C ₃ H ₂ 3 _{2,2} – 2 _{1,1}	155518.2		820 (180)	205	118	6.6
CH ₃ OH 6 _{0,6} – 6 _{-1,6} E	157048.6		540 (120)	275	103 ^b	5.0
CH ₃ OH 5 _{0,5} – 5 _{-1,5} E	157178.9	b	960 (150)	242	103 ^b	8.8
CH ₃ OH $J_{0,k} - J_{-1,k}$ E	157270.7	b m	2110 (160)	183	103 ^b	19
$J = 1..4; k = J$			5700 (200)	290	103 ^b	52
SO 3 ₄ – 2 ₃	158971.7		700 (200)	180 ^a	92	7.2
		b	1000 (200)	274 ^a	84	11
NH ₂ CN 8 _{0,8} – 7 _{0,7}	159814.6		750 (180)	283 ^b	155 ^b	4.5
NH ₂ CN 8 _{0,8} – 7 _{0,7}	159942.7	m	700 (200)	283 ^b	158 ^b	4.1
H34 α	160211.5		2800 (200)	250	282	9.3
HC ₃ N 18 – 17	163753.4		1500 (400)	185 ^a	73	20
			700 (300)	272 ^a	98	6.6
SO ₂ 5 _{2,4} – 5 _{1,5}	165144.6	b s	640 (...)	248 ^a	115 ^a	5.2
NH ₂ CN 8 _{1,7} – 7 _{1,6}	161000.3	b	1430 (170)	280	155 ^a	8.6
NS $\frac{7}{2} - \frac{5}{2} e$	161297.2	hf	1800 (500)	199	224	3.1
NS $\frac{7}{2} - \frac{5}{2} f$	161697.2	hf	2400 (400)	249	278	3.4

Tabla 2.3: (Continuación).

Molécula Transición	ν (MHz)	nota	$\int T_{\text{MB}} dv$ mK km s ⁻¹	V_{LSR} km s ⁻¹	$\Delta v_{1/2}$ km s ⁻¹	T_{MB} mK
CH₃OH $J_{1,k-1} - J_{0,k}$ E $J = 1..3; k = J$	165050.1	b m	1700 (400)	169	72	22
			4700 (400)	273	100	45
CH₃OH $4_{1,3} - 4_{0,4}$ E	165190.5	b	900 (200)	291	90 ^a	9.1
SO₂ $7_{1,7} - 6_{0,6}$	165225.4	b s	900 (...)	248 ^a	115 ^a	7.4
CH₃CN $9_k - 8_k$	165568.9	b m	1200 (300)	258 ^a	166 ^a	7.0
H₂S $1_{1,0} - 1_{0,1}$	168762.7		1520 (180)	180	100	14
			2250 (80)	275	88	24
H₂CS $5_{1,5} - 4_{1,4}$	169113.5		970 (200)	270	165 ^a	5.5
CH₃OH $3_{2,3} - 2_{1,3}$	170060.6		2400 (400)	248	178	12
HC¹⁸O⁺ $2 - 1$	170322.7		500 (300)	206	46	11
			500 (200)	285	49	10
CH₃CCH $10_k - 9_k$	170905.6		5100 (500)	275	102	47
HOCO⁺ $8_{0,8} - 7_{0,7}$	171055.9	b	1700 (300)	295	66	25
SO $4_4 - 3_3$	172181.4		1300 (300)	180 ^a	87	14
			900 (300)	274 ^a	74	11
H¹³CN $2_k - 1_k$	172677.9	hf	3200 (200)	181	74	40
			2400 (200)	279	66	34
HC₃N $19 - 18$	172849.3		2800 (400)	184	74	35
			1800 (400)	269	75	22
H¹³CO⁺ $2 - 1$	173506.7		860 (90)	170	60 ^b	14
			1450 (100)	269	60 ^b	23
SiO $4 - 3 v = 0$	173688.3		1070 (110)	184 ^a	76 ^a	13
			1000 (120)	270 ^a	91 ^a	10
c - C₃H $3_{1,2} - 2_{1,1}$	174086.1	hf	900 (200)	180 ^a	41 ^b	6.5
			1600 (500)	280 ^a	40	12
HN¹³C $2 - 1$	174179.4		1050 (170)	271	60	16
C₂H $2 - 1$	174663.2	hf	30000 (6000)	162	108	82
			27000 (6000)	282	104	88

^a Parámetro fijado en el ajuste

^b Parámetros forzados a tener el mismo valor

Notas (ver Sección 2.4 para una explicación detallada):

b - Líneas Solapadas.

s - Gaussiana sintética calculadas para resolver problemas de solapamiento. Ver el texto referente a cada molécula para mas detalles sobre los parámetros usados en la creación de estos perfiles.

hf - Estructura Hiperfina. La frecuencia y la intensidad se refieren a la componente principal del grupo.

m - Línea formada múltiples transiciones. La frecuencia se refiere a la componente principal del grupo.

2.4. Ajuste de líneas solapadas

En la tercera columna de la Tabla 2.3 se incluye una etiqueta que tiene en cuenta los posibles efectos de solapamiento que afectan a cada transición observada. Se utilizó un procedimiento de ajuste Gaussiano diferente de acuerdo a los diferentes tipos de solapamiento encontrados. A continuación se describen las posibles situaciones de solapamiento que se han considerado:

- $b \rightarrow$ *solapadas* (“*blended*”): Algunas de las líneas observadas están formadas por un número de transiciones solapadas de la misma o de una especie diferente. Si este solapamiento es parcial, es posible separar la emisión de cada una de las transiciones por medio de un ajuste Gaussiano múltiple. Con el fin de realizar estos ajustes, en algunos casos fue necesario fijar los parámetros de velocidad y/o anchura de la línea del perfil Gaussiano ajustado.
- $s \rightarrow$ *sintético*: El solapamiento puede impedirnos realizar un ajuste Gaussiano múltiple a la línea observada. En este caso, cuando se han observado varias transiciones de una de las especies que contribuyen a la línea afectada, es posible usarlas para estimar la contribución de esta especie a la línea. La contribución de la transición de esta especie molecular se estima por medio de una interpolación o extrapolación del ajuste lineal al diagrama de poblaciones (ver Apéndice A). Esto es equivalente a la utilización de la ecuación A.6 para estimar la intensidad integrada esperada de una línea a partir de la columna de densidad y la temperatura rotacional derivadas del diagrama de poblaciones. Usando esta intensidad estimada de la transición junto con la anchura de la línea y la velocidad radial de otras transiciones observadas de la misma especie, podemos substraer el perfil Gaussiano sintético esperado del espectro observado. Las intensidades integradas de línea calculadas utilizando este método, se han incluido en los diagramas de rotación correspondientes (representadas con símbolos vacíos en la Figura 3.1. La otra transición solapada dentro de la línea observada se ha ajustado al espectro residual, resultado de la substracción del perfil sintético. La estimación de las líneas sintéticas siempre se ha realizado con la especie que presenta una mejor y más fiable determinación de sus parámetros físicos a partir del resto de transiciones observadas.
- $hf \rightarrow$ *hiperfina*: Algunas especies presentan líneas formadas por un grupo de componentes hiperfinas no resueltas. La intensidad relativa de estas componentes está fijada por sus parámetros espectroscópicos y es independiente de la temperatura de excitación del gas. De esta forma, realizamos un ajuste Gaussiano con un grupo de perfiles Gaussianos a las frecuencias de las componentes hiperfinas con la misma anchura y fijando la intensidad de línea relativa a la de la componente principal, que se toma como parámetro libre. Los parámetros derivados, mostrados en la Tabla 2.3, corresponden a la intensidad integrada de todo el grupo de componentes hiperfinas, pero la frecuencia, intensidad de

línea y velocidad radial se refiere exclusivamente a la componente hiperfina principal.

- $m \rightarrow$ *multi-transición*: Por último, algunas líneas de especies tales como CH₃OH y CH₃CN consisten en grupos de transiciones superpuestas que incluyen niveles de energía diferentes. En estos casos, se han ajustado perfiles Gaussianos simples a la línea total observada. La intensidad integrada de la línea, suma de todas las transiciones, se ha incluido en los diagramas de rotación tal y como se describe en el Apéndice A.1.

2.5. Detalles del ajuste de cada molécula

En esta sección, se discute en detalle, el procedimiento de ajuste de las líneas identificadas de cada una de las especies moleculares detectadas y los parámetros derivados de las mismas. Los detalles acerca del análisis de los datos y el cálculo de los parámetros físicos a los que se hará referencia en esta sección se presentan en el Capítulo 3.

2.5.1. Dióxido de azufre: SO₂

Se han identificado siete transiciones de dióxido de azufre (134.0, 135.7, 140.3, 146.6, 151.4, 165.1 y 165.2 GHz). Las energías de los niveles superiores de estas transiciones varían entre 12 y 43 K. Este amplio rango dinámico nos proporciona una buena estimación de la temperatura rotacional.

La transición $5_{1,5} - 4_{0,4}$ a 135.7 GHz se encuentra solapada con una línea de ³⁴SO (Sección 2.5.10). Así pues, la velocidad y la anchura de esta línea se fijaron conforme al resto de transiciones observadas en el ajuste Gaussiano simultáneo realizado para las transiciones de SO₂ y ³⁴SO.

La línea $2_{2,0} - 2_{1,1}$ a 151.4 GHz está contaminada por la emisión de una línea mucho mas débil de c-C₃H₂ la cual, de acuerdo a su intensidad estimada (Sección 2.5.6), representaría un $\sim 15\%$ de la línea observada. Esta contribución no ha sido tenido en cuenta en el ajuste de la línea de SO₂ puesto que la contribución de la línea de c-C₃H₂ depende fuertemente de la T_{rot} asumida. Si tenemos en cuenta la incertidumbre en la T_{rot} derivada del diagrama rotacional de c-C₃H₂ y estimamos la contribución de esta transición a la intensidad medida de la línea de SO₂, el efecto final en los parámetros derivados para la molécula de SO₂ resultaría ser de ± 1 K en T_{rot} y de $\pm 5\%$ en la densidad de columna.

Las transiciones $5_{2,4} - 5_{1,5}$ y $7_{1,7} - 6_{0,6}$ están solapadas con el grupo de líneas de CH₃OH a 165.1 GHz. Se ha estimado su contribución a la línea observada asumiendo una $T_{\text{rot}} = 15$ K tal y como se deriva del diagrama rotacional.

Con las condiciones de excitación derivadas para SO₂, se esperaría que la línea $3_{2,2} - 3_{1,3}$ a 158.1 GHz se observase con una intensidad de ~ 5 mK, lo cual esta por debajo el nivel de ruido a esta frecuencia.

2.5.2. Sulfuro de Nitrógeno: NS

Una transición rotacional de sulfuro de nitrógeno (161.2 y 161.7 GHz) se ha detectado en este barrido espectral. La identificación de esta molécula se confirma mediante la detección de las transiciones de NS a 115 y 207 GHz presentadas en la Sección 5. El diagrama rotacional en la Figura 3.1 incluye estas transiciones adicionales.

Si bien somos capaces de resolver el desdoblamiento Λ (ver Sección 5), la anchura intrínseca de las líneas nos impide distinguir la estructura hiperfina de esta línea.

2.5.3. Óxido nítrico: NO

Se ha identificado una transición rotacional de óxido nítrico (150.2 y 150.5 GHz). Esta identificación se confirma por la observación de otra transición a 250 GHz presentada en la Sección 5. Esta transición también se ha incluido en el diagrama de rotación en la Figura 3.1.

Solo es posible ajustar el grupo hiperfino Π^+ de la transición a 150.2 GHz, dado que el grupo Π^- está solapado con la línea de H_2CO mucho más intensa (Sección 2.5.7). Tal y como muestra la Tabla 2.3, el grupo de transiciones Π^- ha sido estimado fijando la anchura y la velocidad radial de cada componente a los valores derivados del ajuste al grupo Π^+ y a partir de las intensidades de línea determinadas por sus respectivas fuerzas de línea.

2.5.4. Monóxido de silicio: SiO

Se observan en el espectro de 2 mm dos transiciones de monóxido de silicio en el estado vibracional fundamental a 130.3 y 173.7 GHz (las transiciones $J = 3 - 2$ y $J = 4 - 3$ respectivamente). Es posible identificar dos componentes de velocidad para la transición $J = 3 - 2$ en 180 y 260 km s^{-1} . Las velocidades y anchuras de cada componente de la transición $J = 4 - 3$, más débil y ruidosa, se fijaron a los valores obtenidos del ajuste a la línea $J = 3 - 2$. Se han trazado los diagramas rotacionales para cada componente, tal y como se presenta en la Figura 3.1.

2.5.5. Cianoacetileno: HC_3N

Cuatro de las cinco transiciones de cianoacetileno en el rango de frecuencias observado (136.5, 145.6, 154.7, 163.8 y 172.8 GHz) se detectan claramente sin solapamiento alguno con otras líneas moleculares. Se han ajustado dos componentes de velocidad para cada línea. La transición $J = 16 - 15$ a 145.6 GHz está solapada con la línea de H_2CO . Dado que se observan más líneas de HC_3N que de H_2CO para determinar de forma más precisa los parámetros físicos, se ha estimado la contribución de cada componente de velocidad de HC_3N a la línea observada (ver diagrama rotacional en la Figura 3.1). Para la línea $J = 18 - 17$ de HC_3N , en la que las componentes de velocidad no se diferencian claramente, la velocidad de cada componente

se ha fijado para el ajuste. La transición $J = 19 - 18$ aparece significativamente por encima de la $T_{\text{rot}} \sim 20$ K derivada a partir de las otras transiciones como se aprecia en el diagrama de rotación (Figura 3.1). Este hecho puede constituir una indicación de que las transiciones con menores energías no son ópticamente delgadas, puesto que el solapamiento de la línea $J = 19 - 18$ con otras líneas moleculares parece poco probable. La observación de múltiples líneas realizada por Mauersberger et al. (1990) (hacia una posición $9''$ al norte de la posición nominal de este trabajo) también pone de manifiesto un exceso en la intensidad de las líneas de transiciones más altas de HC_3N . Su comparación con modelos computacionales muestra la necesidad de dos componentes moleculares para explicar las intensidades de línea observadas, una con $n(\text{H}_2) = 10^4 \text{cm}^{-3}$ y $T_{\text{kin}} = 60$ K, y una segunda con $n(\text{H}_2) = 5 \cdot 10^5 \text{cm}^{-3}$ y $T_{\text{kin}} = 150$ K. La intensidad de línea de la transición $J = 17 - 16$ medida en este trabajo es aproximadamente la mitad de la medida por Mauersberger et al. (1990) lo cual indica el enorme efecto de la diferencia de la posición de apuntado en la intensidad integrada total. De cualquier forma, en lo que se refiere a la determinación de los parámetros físicos, el uso de la línea $J = 19 - 18$, aunque supone un cambio en la temperatura rotacional determinada de $\sim 50\%$, afecta a la densidad de columna total en menos de un factor 2.

2.5.6. Ciclo-propenilideno: c- C_3H_2

Se detectan claramente tres transiciones de Ciclopropenilideno (155 y 150.8 GHz). De estas tres, tan solo una transición, la línea $3_{2,2} - 2_{1,1}$ a 155.5 GHz, aparece libre de solapamiento con otras líneas.

Las líneas $4_{0,4} - 3_{1,3}$ y $4_{1,4} - 3_{0,3}$, ambas a 150.8 GHz, aparecen solapadas. Se ajustó un doble perfil Gaussiano asumiendo que ambas transiciones tienen la misma anchura y velocidad, y la razón de intensidades entre líneas determinada por sus parámetros espectroscópicos, asumiendo emisión ópticamente delgada.

La intensidad de las otras transiciones solapadas (145.1 y 150.4 GHz) se estimó suponiendo una temperatura rotacional de 9 K tal y como se deriva del diagrama rotacional (Figura 3.1). Dado el pequeño rango dinámico en energías de las transiciones no solapadas con las que se traza el diagrama rotacional, la T_{rot} estimada se ve afectada por una incertidumbre considerable (ver Tabla 3.1) y, por lo tanto, la estimación de las transiciones solapadas es también incierta. La transición $5_{1,4} - 5_{0,5}$ a 151.3 GHz, con una intensidad estimada de ~ 1 mK que está muy por debajo del nivel de ruido del espectro, se calculó con el único fin de estimar su contribución a la débil línea de SO_2 a esa frecuencia (Sección 2.5.1).

2.5.7. Formaldehído: H_2CO

Dos transiciones $J = 2-1$ de orto- (140.8 y 150.5 GHz) y una de para-formaldehído (145.6 GHz) se han identificado en el barrido. En cada una de estas líneas, las dos componentes de velocidad a 180 y 285 km s^{-1} se separan claramente.

La transición $2_{0,2} - 1_{0,1}$ a 145.6 GHz y la $2_{1,1} - 1_{1,0}$ a 150.4 GHz se observan solapadas con una línea de HC_3N y una de $c\text{-C}_3\text{H}_2$ respectivamente. Antes de realizar el ajuste Gaussiano a las líneas de H_2CO , se sustrajeron de los espectros las contribuciones estimadas de las líneas de HC_3N (Sección 2.5.5) y $c\text{-C}_3\text{H}_2$ (Sección 2.5.6).

Se han calculado los diagramas rotacionales para cada componente de velocidad (Figura 3.1) de donde se derivan temperaturas rotacionales de 27 y 34 K para las componentes de 180 y 285 km s^{-1} respectivamente. La componente de 285 km s^{-1} de la transición $2_{1,2} - 1_{1,1}$ parece tener una intensidad significativamente mayor de la esperada a partir del diagrama. Esta mayor intensidad de la línea $2_{1,2} - 1_{1,1}$ de H_2CO puede deberse a la contaminación debida a una línea no identificada. Si no tenemos en cuenta esta medida en la representación del diagrama rotacional, la temperatura resultante derivada para la componente de 285 km s^{-1} sería de $28 \pm 2 \text{ K}$ y una densidad de columna estimada tan solo un $\sim 30\%$ menor, con lo que los parámetros derivados serían similares a los derivados para la componente de 180 km s^{-1} .

2.5.8. Sulfuro de hidrógeno: H_2S

Tan solo se detecta en el barrido espectral una línea de sulfuro de hidrógeno a 168.8 GHz, con componentes de velocidad a 180 y 275 km s^{-1} . Los parámetros físicos presentados en la Tabla 3.1 han sido derivados asumiendo una temperatura rotacional de 12 K semejante a la media de las temperaturas derivadas para la mayor parte de las especies.

2.5.9. Monosulfuro de carbono: CS

Sólo la transición $J = 3 - 2$ de monosulfuro de carbono a 147 GHz es observada en la banda de 2 mm. Esta línea está parcialmente contaminada por la línea de recombinación de hidrógeno $\text{H}35\alpha$. El perfil Gaussiano estimado a partir de la línea $\text{H}34\alpha$ observada (Sección 2.6) ha sido sustraída para tener en cuenta la contribución de la línea $\text{H}35\alpha$.

Las transiciones $J = 2 - 1$ de los dos isótopos de CS, ^{13}CS y C^{34}S a 144.6 y 138.8 GHz respectivamente, también se identifican en el barrido espectral. Estas observaciones se utilizan en el Capítulo 6, junto con líneas adicionales de CS, para derivar las razones de las abundancias isotópicas del azufre.

2.5.10. Monóxido de azufre: SO

Se detectan tres transiciones de monóxido de azufre (138.2, 159 y 172.2 GHz) en las que se identifican claramente las componentes de velocidad a 180 y 275 km s^{-1} . Tal y como se observa en el diagrama de rotación (Figura 3.1), la componente de 275 km s^{-1} de la transición $3_4 - 2_3$ aparece con una intensidad mucho mayor de lo que se espera si suponemos que las dos componentes tienen temperaturas rotacionales

semejantes. Probablemente, este exceso de intensidad se debe a la contaminación debida a la transición $8_{1,8} - 7_{1,7}$ de NH_2CN . La incertidumbre en la contribución de esta línea debido al ruido del espectro afecta significativamente al ajuste de la componente de alta velocidad de esta transición de SO.

Una de las sustituciones isotópicas del monóxido de azufre, ^{34}SO , se detecta de forma tentativa a 135.8 GHz solapada a una transición de SO_2 . Esta débil línea se ha ajustado con una doble Gaussiana, con la velocidad y anchura de cada componente fijada a los valores derivados de la misma transición, la $4_3 - 3_2$, del isótopo principal. Podemos calcular una razón $^{32}\text{SO}/^{34}\text{SO} = 5.1 \pm 1.2$, usando las dos componentes de velocidad de la transición $4_3 - 3_2$ de ambos isótopos. Esta razón es consistente, dentro de los márgenes de error, con la razón de $^{32}\text{S}/^{34}\text{S} = 8 \pm 2$ que se estima en el Capítulo 6 a partir de los datos de CS.

2.5.11. Tioformaldehído: H_2CS

Se detectan de forma tentativa tres transiciones, todas ellas pertenecientes a orto-tioformaldehído (135.3, 139.5 y 169.1 GHz).

La transición $4_{1,4} - 3_{1,3}$ se observa solapada con la línea de recombinación de hidrógeno $\text{H}36\alpha$. El perfil Gaussiano de la emisión de esta línea de recombinación se ha considerado similar a la línea $\text{H}34\alpha$ a 160 GHz (ver Sección 2.6 para más detalles) y ha sido sustraída de la línea observada. Se asume que la emisión restante es debida a H_2CS . También se identifica la línea $4_{1,3} - 3_{1,2}$ solapada con la emisión de la línea $J = 3 - 2$ de CS procedente de la banda imagen. Dado que conocemos el nivel de rechazo de la banda imagen a esta frecuencia (Figura 2.3), podemos estimar la contribución de la línea de CS a partir de la emisión medida en la banda señal a 146.9 GHz (Sección 2.5.9). La línea resultante, tras la sustracción de la emisión de CS procedente de la banda imagen, se ha ajustado con un perfil Gaussiano a la línea identificada de H_2CS . Tras el ajuste, aun queda parte del perfil observado que no se ajusta por completo con la emisión de CS y H_2CS . Este efecto se debe probablemente a las ligeras diferencias posibles en la posición de observación entre esta frecuencia y la observación de CS en la banda señal, lo cual puede causar un cambio significativo en el perfil de la línea sustraída de CS procedente de la banda imagen. La contaminación debida a una tercera especie parece poco probable.

La transición $5_{1,5} - 4_{1,4}$ a 169.1 GHz no esta solapada, pero el relativamente alto nivel de ruido a esta frecuencia y la presencia de líneas intensas cercanas provoca que el ajuste sea incierto.

Se determina una temperatura rotacional de 11 K a partir del diagrama de rotación (Figura 3.1) consistente con las temperaturas derivadas para el resto de moléculas. Si consideramos esta temperatura rotacional, se espera que la transición $4_{0,4} - 3_{0,3}$ de para- H_2CS a 137.3 GHz tenga una intensidad de ~ 6 mK si asumimos una razón orto-para teórica de 3. La no detección de esta línea se podría explicar si la temperatura de excitación real fuese de > 20 K, lo cual no esta de acuerdo con la temperatura derivada con las transiciones observadas de orto- H_2CS . La incerti-

dumbre en las líneas medidas hace que sea difícil sugerir que se observa una razón orto-para diferente en la región nuclear de NGC 253. Se hace necesaria la observación de transiciones adicionales de orto y para H₂CS para confirmar su detección y estimar la razón orto-para en NGC 253.

2.5.12. Monosulfuro de dicarbono: C₂S

El barrido espectral muestra cuatro líneas débiles de monosulfuro de dicarbono (131.6, 140.2, 142.5 y 144.2 GHz). La baja intensidad de las transiciones observadas hace el ajuste considerablemente incierto (ver Tabla 2.3). Únicamente las transiciones 11₁₀ – 10₉ y 10₁₁ – 9₁₀ a 131.6 GHz y 140.2 GHz se detectan de forma fiable, mientras que las transiciones a 142.5 GHz y 144.2 GHz son tentativas. Las líneas de otras transiciones de C₂S a 2 mm son demasiado débiles para ser detectadas con el nivel de ruido alcanzado en el barrido espectral. La diferencia en velocidad y anchura entre las diferentes líneas observadas añade incertidumbre a la identificación.

2.5.13. Sulfuro de carbonilo: OCS

Se detectan dos transiciones de sulfuro de carbonilo (133.8 y 145.9 GHz). Estas observaciones se complementan con las transiciones a 3 mm presentadas en la Sección 6 que se han incluido en la representación del diagrama de rotación en la Figura 3.1.

La transición $J = 13 - 12$ de OCS a 158.1 GHz, que se esperaba fuese observable junto a una línea de SO₂, no se detecta debido a que el nivel de ruido no permite un ajuste fiable a la línea.

2.5.14. Cation formilo: HCO⁺

La única transición de cation formilo con un nivel de energía suficientemente bajo para ser observable en el medio interestelar de NGC 253, a la frecuencia de 178.3 GHz, se encuentra unos pocos GHz por encima del rango de frecuencias observado. De cualquier forma, uno de sus isótopos, H¹³CO⁺, se detecta en su transición $J = 2 - 1$ a 173.5 GHz, cerca del límite superior del barrido espectral. Es posible ajustar dos componentes de velocidad al perfil observado. La densidad de columna de HCO⁺ mostrada en la Tabla 3.1 ha sido calculada a partir de la intensidad integrada de la línea de H¹³CO⁺ medida, suponiendo una temperatura de excitación de 12 K y una razón isotópica ¹²C/¹³C ~ 40 (Henkel et al., 1993).

También se identifica la transición $J = 2 - 1$ del isótopo HC¹⁸O⁺ en 170.3 GHz. La componente de baja velocidad muestra una intensidad mayor que la que se espera por comparación con el perfil observado de H¹³CO⁺, de igual forma que su velocidad es ligeramente más alta. Si comparamos ambos perfiles, se derivan unas razones H¹³CO⁺/HC¹⁸O⁺ de 1.7 ± 1.1 y 2.9 ± 1.2 para las componentes de baja y alta velocidad respectivamente. Si bien el valor de esta razón derivado para la

componente de baja velocidad es significativamente menor, la razón derivada para la componente de alta velocidad está de acuerdo dentro de los márgenes de error con el valor esperado de ~ 3.7 si asumimos las razones isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 40$ (Henkel et al., 1993) y $^{16}\text{O}/^{18}\text{O} = 150$ (Harrison et al., 1999).

2.5.15. Cianuro de metilo: CH_3CN

Identificamos dos líneas espectrales correspondientes a transiciones de cianuro de metilo (147.2 y 165.6 GHz). Cada una de las transiciones $J - J'$ de este rotor simétrico consiste en un número de componentes K solapadas ($K = 0 \dots J - 1$). Se han ajustado Gaussianas simples a las líneas observadas. La contribución de la escalera de transiciones con $K = 0$ y $K = 1$, considerando las bajas temperaturas rotacionales derivadas a partir de otras moléculas con altos momentos dipolares, constituyen el $\sim 98\%$ de la línea observada. Así pues, la contribución de los niveles con $K > 1$ no ha sido tomada en cuenta. Derivamos una $T_{\text{rot}} = 10\text{ K}$ a partir del diagrama de rotación en la Figura 3.1 que se ha representado tal y como se explica en las Sección A.1.

2.5.16. Metanol: CH_3OH

Se detecta un total de nueve transiciones o grupos de transiciones de metanol en el espectro de 2 mm (143.9, 145.1, 146.4, 157, 165 y 170 GHz). El grupo de transiciones a 145.1 GHz está solapado con la línea $3_{1,2} - 2_{2,1}$ de C_3H_2 cuya contribución se ha estimado (Sección 2.5.6) y sustraído de la línea observada. De igual forma, el grupo de líneas a 165.0 GHz está parcialmente solapado con un par de transiciones de SO_2 . La emisión de estas líneas de SO_2 , sustraídas del espectro observado (Sección 2.5.1), afecta principalmente al ajuste de la transición $4_{1,3} - 4_{0,4}$. La transición $6_{-1} - 5_0$ de CH_3OH que se esperaba detectar a 132.8 GHz, está fuertemente afectada por las inestabilidades de la línea de base. El diagrama rotacional derivado de las transiciones observadas ha sido trazado utilizando tanto las transiciones únicas como los grupos de transiciones en la forma en que se describe en el Apéndice A.1. La temperatura rotacional que se deriva de estos datos es de 12 K.

2.5.17. Ácido isociánico: HNCO

Las dos líneas de ácido isociánico más brillantes en la banda de 2 mm se detectan claramente (131.9 y 153.9 GHz). La componente de 280 km s^{-1} de la transición $7_{0,7} - 6_{0,6}$ a 153.9 GHz está solapada con un grupo de líneas de CH_3CCH . La contribución de esta componente a la línea observada se ha calculado asumiendo que ambas componentes de velocidad comparten la misma temperatura de excitación. Esta asunción se ve apoyada por el buen ajuste de la línea de CH_3CCH al espectro residual tras la sustracción de la línea de HNCO (Sección 2.5.18). La línea observada a 154.4 GHz se identifica tentativamente como la componente de velocidad de

280 km s⁻¹ de la línea 7_{1,6} – 6_{1,5} de HNC. La transición 7_{1,7} – 6_{1,6} a 153.3 GHz, que se espera tenga una intensidad similar, no se detecta. Dada la incertidumbre de esta identificación, esta línea no se ha tenido en cuenta en el análisis de las condiciones de excitación de HNC. De cualquier modo, el efecto de incluir esta transición en el diagrama rotacional (Figura 3.1) resultaría en una estimación de $T_{\text{rot}} \sim 29$ K, ligeramente mayor que la que se deriva para la componente de velocidad de 180 km s⁻¹, y una densidad de columna ~ 16 % menor que la que se muestra en la Tabla 3.1.

2.5.18. Metil acetileno: CH₃CCH

Se observan tres líneas identificadas como transiciones de metil acetileno (136.7, 153.8 y 170.9 GHz). Como en el caso de CH₃CN, cada una de estas líneas corresponde a transiciones $\Delta J = 1$ constituidas por un número de componentes K (con $K = 0 \dots J - 1$) no resueltas. Se han ajustado perfiles Gaussianos simples a las líneas observadas.

El mejor ajuste al diagrama de rotación, tal y como se describe en la Sección A.1, proporciona una temperatura de ~ 62 K. Dada la alta temperatura rotacional derivada, comparada con la mayoría de las moléculas observadas, tan solo la contribución de las transiciones con $K = 0 \dots 4$, con energías del nivel superior < 160 K, se han tenido en cuenta en el ajuste. Para una temperatura de 60 K, las transiciones con $K = 4$ contribuyen ~ 5 % al perfil total observado, mientras que las líneas con K mayor representan menos del 1 % de la intensidad integrada total. Si se desprecia la contribución de estas transiciones con energías más altas (i.e. asumiendo que toda la componente observada esta dominada por las transiciones con el nivel de energía más bajo, $K = 0$) resulta en una sobrestimación de la densidad de columna en hasta un factor 4.

2.5.19. Metilimina: CH₂NH

Se identifica claramente una transición de metilimina en el barrido. El perfil observado de la transición 2_{1,1} – 1_{1,0} a 133 GHz está fuertemente afectado por líneas de base no lineales y, por lo tanto, el ajuste mostrado en la Tabla 2.3 es incierto. La transición 1_{1,0} – 1_{0,1} a 167 GHz, cuya intensidad esperada es dos veces mayor que la de 133 GHz, no se detecta de forma fiable debido a la falta de sensibilidad a esa frecuencia. A pesar de que la identificación parece clara, se necesitan más observaciones de transiciones adicionales en otras bandas espectrales para confirmar esta detección.

2.5.20. Cianamida: NH₂CN

Tan solo se identifica una línea en el barrido como perteneciente a cianamida, la transición 8_{1,7} – 7_{1,6} a 161.0 GHz, la cual aparece parcialmente solapada con la emisión procedente de la banda imagen de H₂S. La emisión de H₂S observada en la

banda señal ha sido corregida por el factor de rechazo de la banda imagen y se ha sustraído del espectro previo al ajuste de la línea de NH_2CN . Las otras líneas observadas están cerca del nivel de ruido y, por lo tanto, todos los parámetros derivados de los ajustes están fuertemente afectados por la línea de base elegida. La transición $8_{1,8} - 7_{1,7}$ a 158.8 GHz, aparece solapada con una línea de SO (Sección 2.5.10) pero el nivel de ruido hace imposible un ajuste fiable. La alta temperatura rotacional de 63 K derivada del diagrama rotacional (Figura 3.1) depende principalmente de las transiciones más débiles y, como consecuencia, con un ajuste menos fiable. Una temperatura rotacional mucho menor supondría una densidad de columna un factor 2 menor.

2.5.21. Dióxido de carbono protonado: HOCO^+

Se identifican de forma tentativa dos transiciones (149.6 y 171.0 GHz) de dióxido de carbono protonado, un ión molecular cuasilineal y casi rotor simétrico. Esta dos líneas son las más brillantes que se esperan en el rango de 2 mm. Tan solo se detecta la componente de alta velocidad de cada una de las transiciones. La excesiva intensidad observada de la transición $8_{1,8} - 7_{1,7}$, que se espera que sea igual o menor que la transición $7_{0,7} - 6_{0,6}$, se debe principalmente a las incertidumbres en la substracción de la línea de base. Se ha asumido una temperatura rotacional de 12 K para estimar una densidad de columna media con las dos transiciones detectadas.

De cualquier forma, se necesitan más observaciones de otras transiciones de HOCO^+ para conseguir una estimación más precisa de la temperatura de excitación de esta molécula.

2.5.22. Cianuro de hidrógeno: HCN

La transición $J = 2 - 1$ de HCN a 177.2 GHz se sitúa fuera del rango de frecuencias cubierto en este trabajo. Sin embargo, la línea $J = 2 - 1$ de su isótopo H^{13}CN a 172.6 GHz ha sido detectada. El ajuste a esta transición nos permite estimar la abundancia de HCN si asumimos una temperatura rotacional de 12 K y la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ de 40 derivada por Henkel et al. (1993).

2.5.23. Isocianuro de hidrógeno: HNC

De igual forma que en el caso de HCN, la transición de HNC a 181 GHz aparece muy por encima de las frecuencias del barrido llevado a cabo. Identificamos la línea en 174.1 GHz correspondiente a la transición $J = 2 - 1$ del isótopo HN^{13}C . La detección es incierta y, por lo tanto, tentativa puesto que la línea está fuertemente solapada con la, también tentativa, línea identificada de $\text{c-C}_3\text{H}$ (Sección 2.5.25).

2.5.24. Radical etinilo: C₂H

El grupo de transiciones hiperfinas $J = 2 - 1$ de C₂H observada a 174.7 GHz, cerca de la frecuencia superior cubierta en el barrido espectral, es la segunda línea más brillante en la ventana de 2 mm después de CS. A pesar de no poder resolver la estructura hiperfina, es posible diferenciar las dos componentes de velocidad a 160 y 280 km s⁻¹.

2.5.25. Ciclo-propenilidino: c-C₃H

El grupo de transiciones $3_{1,2} - 2_{1,1}$ observado a 174 GHz es la única línea de c-C₃H identificada en el espectro observado. La contaminación por la línea de la transición $J = 2 - 1$ de HN¹³C hace el ajuste muy incierto. Así pues, las componentes de velocidad se fijaron a $V_{\text{LSR}} = 180$ y 280 km s⁻¹ para el ajuste, tal y como se deriva para la mayor parte de las especies y la anchura de la componente de baja velocidad se fijó a $\Delta v = 41$ km s⁻¹ semejante a la derivada a partir del ajuste a la componente de alta velocidad. La transición $4_{1,4} - 3_{1,3}$ a 172.6 GHz, aparece solapada con la línea de H¹³CN. A 132.9 GHz, el grupo de transiciones $3_{1,3} - 2_{1,2}$, que se esperaba con una intensidad similar a la del grupo a 174 GHz, no se ha detectado. Dado el tamaño de fuente de 20'', la línea de 133 GHz se observaría un 20 % más débil que la de 174 GHz, de forma que la dilución en el haz no puede justificar la no detección de estas líneas. Así pues, la detección de c-C₃H, semejante a la línea de HN¹³C a la cual está solapada (Sección 2.5.23), se considera tentativa.

2.6. Líneas de recombinación de hidrógeno

Son cuatro las líneas de recombinación de hidrógeno H α presentes en la banda atmosférica de 2 mm. De estas, la única línea que no aparece solapada a ninguna otra línea molecular es H34 α . Las otras tres líneas de recombinación no pueden ser ajustadas debido a este problema de solapamiento. La línea H33 α se observa junto a la línea $J = 2 - 1$ de C₂H en la parte superior del barrido espectral, donde el nivel de ruido es semejante a la intensidad esperada de esta línea. Las líneas H35 α y H36 α están solapadas con las transiciones CS ($3 - 2$) y H₂CS ($4_{1,4} - 3_{1,3}$), respectivamente. Si la relación del flujo de las líneas $S_{\text{L}} \propto \nu_{\text{L}}^2$ (Puxley et al., 1997) es aplicable a estas frecuencias, se espera que las líneas H35 α y H36 α tengan intensidades un factor 0.8 y 0.7 respecto de la observada para la línea H34 α . Teniendo en cuenta la incertidumbre en la intensidad medida de la línea ajustada, se puede considerar que ambas líneas tienen un perfil semejante al medido para H34 α .

Con el fin de convertir la temperatura de la línea H34 α medida en densidad de flujo usamos el factor de conversión para el telescopio de 30 m de IRAM $S/T_{\text{MB}} = 4.95$ Jy/K. Siguiendo el criterio de Puxley et al. (1997), aplicamos un factor de acoplamiento entre la fuente y el haz del telescopio dado por $(\theta_b^2 + \theta_s^2)/\theta_b^2$ con un tamaño de fuente $\theta_s = 7''$. Calculamos un flujo integrado en la línea de $(1.08 \pm 0.08) 10^{-19}$

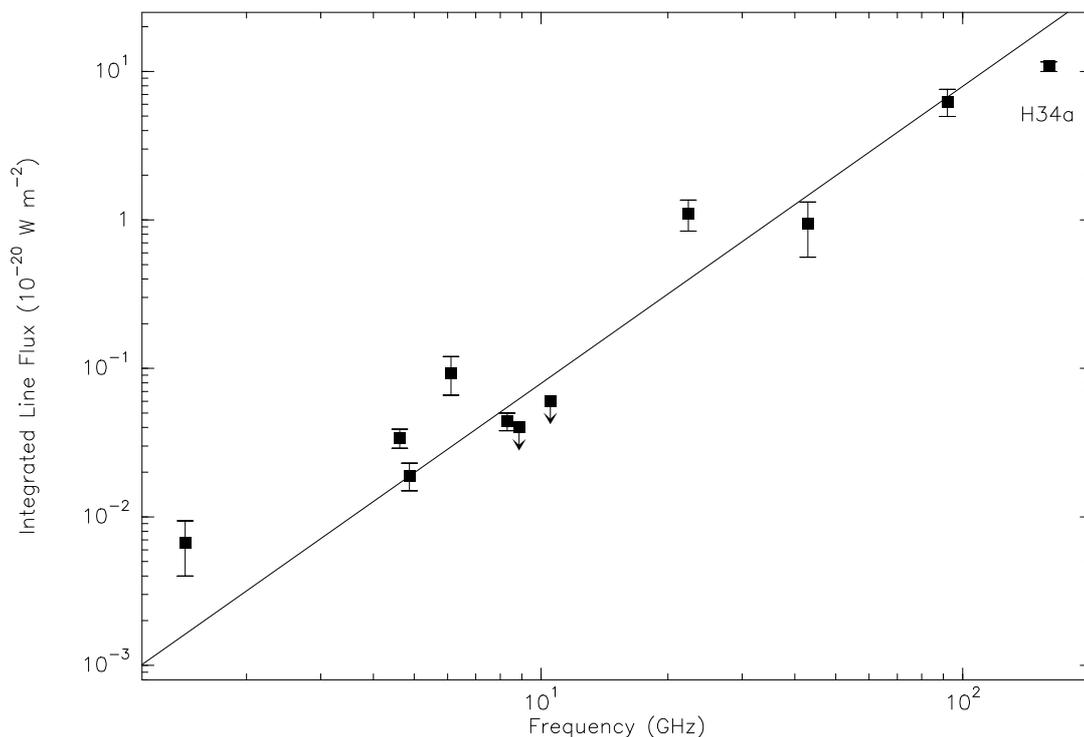


Figura 2.5: Flujo de las líneas de recombinación de las líneas H α medidas en el rango de frecuencias entre 1 y 160 GHz en función de la frecuencia de observación. El mejor ajuste a los flujos de las líneas en la forma $S_L \propto \nu^2$ se muestra tal y como ajusta Puxley et al. (1997). La figura ha sido adaptada de Puxley et al. (1997), donde se ha incluido la medida de la línea H34 α .

W m⁻². Tal y como se muestra en la Figura 2.5, este valor está en buen acuerdo con el mejor ajuste obtenido por Puxley et al. (1997) para la relación entre flujo integrado de las líneas de recombinación en función de la frecuencia. En esta figura, el flujo medido para H34 α se representa junto con todas las líneas de recombinación observadas en el rango de longitudes de onda milimétricas y centimétricas (ver referencias en Puxley et al., 1997).

2.7. Moléculas orgánicas complejas

La molécula de etanol (C_2H_5OH), de una forma semejante a la de metanol, se piensa que se crea en la superficie de los granos. La inyección de estas moléculas en la fase gaseosa por la evaporación o destrucción de los granos, es la piedra angular de la subsiguiente química en fase gaseosa que conduce a la formación de moléculas orgánicas más complejas (Charnley et al., 1995). En el núcleo de la Vía Láctea se han detectado grandes abundancias generalizadas de los alcoholes metanol y etanol (Requena-Torres et al., 2006; Martín-Pintado et al., 2001). Este hecho ha motivado una búsqueda cuidadosa en busca de la presencia de emisión de C_2H_5OH en el espectro de 2 mm de NGC 253. La Tabla 2.4 muestra las frecuencias y energías del nivel superior de las 14 transiciones más brillantes que presenta el etanol en la banda de 2 mm asumiendo temperatura $T_{rot} = 12$ K. Se ha calculado el nivel de ruido para una resolución en velocidades de 20 km s^{-1} en los casos en que la transición no aparezca contaminada por ninguna otra línea espectral. A partir de este nivel de ruido, estimamos un límite 3σ a la detección en unidades de intensidad integrada de las transiciones. Con el límite a la detección de la transición a 152 GHz, que se espera sea la más intensa, podemos derivar un límite superior a la densidad de columna de etanol de $N(C_2H_5OH) < 1.8 \cdot 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ bajo la asunción de una $T_{rot} = 12$ K. Este límite a la columna de densidad se basa únicamente en la no detección de una única línea. Podemos mejorar este límite sumando todas las transiciones que no aparecen solapadas. De esta forma, obtenemos un mejor nivel de ruido medio de $\sim 1.2 \text{ mK}$. La no detección de la suma de todas estas líneas al nivel de ruido alcanzado nos permite derivar un límite a la densidad de columna más estricto de $N(C_2H_5OH) < 9.6 \cdot 10^{13} \text{ cm}^{-2}$.

A pesar de que la abundancia de etanol en NGC 253 es un orden de magnitud menos de lo que se mide en las nubes del centro Galáctico, es mayor que la que se predice a partir de los modelos de química de fase gaseosa (ver el Capítulo 8 para una discusión sobre el origen de la abundancia de metanol). La razón de abundancias entre metanol y etanol derivada para NGC 253 es ≥ 10 . Este valor es todavía un factor 2 menor que las razones derivadas para las nubes del centro Galáctico por Requena-Torres et al. (2006). Por lo tanto, se hacen necesarias observaciones con una mayor sensibilidad para establecer si la razón entre metanol y etanol es similar a la encontrada en las nubes del centro Galáctico, lo cual se esperaría si tenemos en cuenta la discusión en el Capítulo 8.

2.8. Moléculas deuteradas

La observación de moléculas deuteradas en galaxias externas es de gran interés por varias razones. En primer lugar, porque la razón total D/H en el medio interestelar depende básicamente en el grado de procesamiento del gas, puesto que la creación de deuterio tuvo lugar principalmente durante el big bang y los procesos nucleares relevantes durante la evolución estelar destruyen este deuterio en mayor

Tabla 2.4: Límites a la detección de C₂H₅OH.

Frecuencia (MHz)	E _u (cm ⁻¹)	rms ^a (mK)	$\int T_{\text{MB}} dv$ ^b (K km s ⁻¹)
129665.7	16.6	3.0	< 1.440
131103.0	16.6	1.8	< 0.864
131502.7	20.1	C ₂ S	
132935.1	6.9	línea de base	
133323.4	16.5	CH ₂ NH	
142285.0	25.8	1.8	< 0.864
144734.0	9.3	C ³⁴ S	
147427.4	21.0	2.9	< 1.392
152656.8	9.3	3.4	< 1.632
159781.8	12.2	NH ₂ CN	
160699.0	31.4	i-H ₂ S	
161609.0	26.1	NS	
173391.3	12.2	3.6	< 1.728
174232.9	15.7	c-C ₃ H	

^a Nivel de ruido calculado con canales de 20 km s⁻¹ de anchura. Si la transición esta solapada, se indica la especie.

^b Límite 3 σ a la intensidad integrada asumiendo una anchura de la emisión de 150 km s⁻¹ y $T_{\text{rot}} = 12$ K.

medida que lo crean. Una baja razón D/H, por lo tanto, indicaría en principio que la componente de gas observada ha sido reciclada frecuentemente en el interior de las estrellas, mientras que una razón más alta podría, por ejemplo, ser un indicio de un caída de material reciente hacia la región nuclear procedente del medio intergaláctico. Se ha observado que el deuterio se ve fuertemente enriquecido (en un factor $> 10^4$ comparado con la razón D/H cósmica) en muchas moléculas observables en el rango milimétrico. A partir de modelos computacionales, un grado tal de fraccionamiento se espera si las moléculas se han formado en un medio relativamente frío ($T_{\text{kin}} < 30$ K) (e.g. Millar, 2002, y referencias en este). El hecho de que un alto enriquecimiento de las moléculas deuteradas también se observe en los núcleos calientes moleculares puede explicarse por la evaporación de los mantos de granos (Pineau des Forêts et al., 1989). Mientras se ha estimado un valor de $3 \cdot 10^{-5}$ para la razón D/H primordial (Burles, 2002, y referencias en este), esta razón es similar, esto es $1.4(\pm 0.24) \cdot 10^{-5}$, en la vecindad Galáctica y muestra variaciones en escalar mayores (Vidal-Madjar, 2002). En las nubes moleculares cercanas al centro de la Vía Láctea, Jacq et al. (1999) encuentra abundancias de DNC y DCO⁺ que son compatibles

con una D/H un orden de magnitud menor que la del medio interestelar local. Esto indicaría que el gas en la región del centro Galáctico está altamente procesado. Las abundancias de las moléculas deuterada en la Gran nube de Magallanes, por otro lado, es compatible con el valor local de la razón D/H (Chin et al., 1996b). Hasta el momento, no se han detectado moléculas deuteradas en la región central de otras galaxias. Mauersberger et al. (1995) dan un límite a la razón de abundancias DCN/HCN de $< 4 \cdot 10^{-3}$ en NGC 253.

En el barrido espectral de NGC 253 se cubren las frecuencias de transiciones de algunas moléculas deuteradas tales como las líneas $J = 2 - 1$ de DCO⁺, DCN, DNC y N₂D⁺. Todas las demás líneas de moléculas deuteradas en la banda de 2 mm se espera que sean mucho más débiles. La Tabla 2.5 muestra las frecuencias de estas líneas y los límites o valores de las intensidades junto con el nivel de ruido. DCO⁺ y DCN no se detectan. Hay una línea tentativa a la frecuencia de DNC y una detección clara observada a la frecuencia de la línea de N₂D⁺. A la frecuencia de DNC $J = 2 - 1$ no se espera que ninguna línea de otra molécula sea suficientemente intensa para explicar la emisión observada. Cerca de la frecuencia de N₂D⁺ $J = 2 - 1$ se encuentra la transición de OC³⁴S $J = 13 - 12$ (a 154.242 GHz). De cualquier forma, a partir de las detecciones de las otras líneas de OCS y nuestra estimación de la razón ^{32/34}S (Capítulo 6), la emisión de OC³⁴S se espera que sea un orden de magnitud menor que la emisión observada. Otro solapamiento potencial es el de la línea $7_{1,6} - 6_{1,5}, v_6 = 1$ de HNCO vibracionalmente excitado. Esta línea se ha detectado en el núcleo caliente Galáctico G10.47+0.03 con una intensidad de alrededor de 1/5 la de la transición de HNCO en el estado fundamental correspondiente, compatible con una temperatura cinética de ~ 380 K (Wyrowski et al., 1999). Si la línea a 154.2 GHz proviene del HNCO vibracionalmente excitado, indicaría una temperatura cinética mayor o emisión máser. Ambos hechos serían notables en vista de el gran volumen observado por nuestro haz en NGC 253. En la siguiente discusión se asumirá que nuestra identificación de la línea observada alrededor de 154.2 GHz como emisión de H₂D⁺ es tentativa.

La Tabla 2.5 presenta los límites a la razón de las densidades de columna [DX]/[HX] para las moléculas HCO⁺, HCN y HNC basada en los límites obtenidos en este trabajo para las transiciones $J = 2 - 1$ de los isótopos deuterados y la intensidad integrada de los isótopos ¹³C medidos también en el barrido espectral. Se ha tenido en cuenta la razón ¹²C/¹³C=40 (Henkel et al., 1993) y se ha supuesto que las condiciones de excitación son similares para ambas sustituciones isotópicas. Igualmente, se ha aplicado la corrección por dilución en el haz asumiendo un tamaño de fuente semejante de 20". En el caso de N₂D⁺, solo contamos con la línea $J = 1 - 0$ del isótopo principal para la comparación (Mauersberger & Henkel, 1991a). El valor de la razón de densidades de columna N₂D⁺/N₂H⁺ presentado en la Tabla 2.5 se basa en un análisis de la comparación con esa línea, asumiendo que la emisión es ópticamente delgada, y haciendo unas suposiciones similares sobre la excitación tal y como se hace para DCN en el apéndice de Mauersberger et al. (1995).

Obtenemos unos valores para los límites de [DX]/[HX] de $4 \cdot 10^{-3}$ para HCO⁺, de

Tabla 2.5: Límites a la detección de especies Deuteradas seleccionadas.

Molécula	Transición $J - J'$	ν (MHz)	rms ^a (mK)	$\int T_{\text{MB}} dv$ ^b (K km s ⁻¹)	[DX]/[HX]
DCO ⁺	2 - 1	144077.3	1.9	<0.30	< 4 10 ⁻³ ^c
DCN	2 - 1	144827.9	1.1	<0.18	< 1 10 ⁻³ ^c
DNC	2 - 1	152609.7	3.1	0.49	\leq 1 10 ⁻² ^c
N ₂ D ⁺	2 - 1	154217.0	2.8	0.57	\leq 1.4 10 ⁻³ ^d

^a Nivel de ruido calculado con canales de 20 km s⁻¹ de anchura.

^b Límite 3 σ a la intensidad integrada asumiendo una anchura de la emisión de 150 km s⁻¹.

^c Usando el isótopo ¹³C medido en este trabajo y asumiendo la razón ¹²C/¹³C \sim 40 (Henkel et al., 1993).

^d Usando la transición $J = 1 - 0$ de Mauersberger & Henkel (1991a).

1 10⁻³ para HCN y 11 10⁻³ para HCN. Estos límites son dos órdenes de magnitud mayores que la razón D/H primordial y un orden de magnitud mayores que las razones [DCN]/[HCN] estimadas en Sgr B2 (Jacq et al., 1999) pero, por el contrario, son un orden de magnitud menores que los valores observados por (Chin et al., 1996b) en la Gran nube de Magallanes. Estos límites no son consistentes con las altas temperaturas cinéticas determinadas en el medio interestelar molecular de NGC 253. También podemos excluir el escenario, como en muchos núcleos calientes Galácticos, en los que las moléculas observadas han sido recientemente evaporadas de los mantos de granos, donde se preservó la razón D/H de los tiempos en que la temperatura del gas era mucho menor que ahora. En lo que al origen de la línea observada de N₂D⁺ se refiere, no está aun claro y requiere de investigaciones adicionales.

2.9. Resumen y Conclusiones

Se han presentado los resultados observacionales del barrido espectral realizado hacia la región nuclear central de NGC 253 con el telescopio de 30 m de IRAM. Este trabajo constituye el primer barrido espectral molecular completo realizado en una fuente fuera de la Vía Láctea. Con un rango total de frecuencias de 46 GHz cubierto entre 129.1 y 175.2 GHz, el barrido cubre la practica totalidad de la banda atmosférica a 2 mm con una sensibilidad que oscila entre 2 y 10 mK de rms. El espectro resultante no está afectado por el límite de confusión entre líneas, lo que abre la posibilidad de nuevas búsquedas de transiciones y/o moléculas específicas en la banda cubierta.

Se han identificado y ajustado perfiles Gaussianos a un total de 111 transiciones pertenecientes a 25 especies moleculares y a líneas de recombinación de hidrógeno con intensidades por encima de 3 mK. Las transiciones observadas de CS y C₂H, con

intensidades por encima de los 100 mK, son las más intensas de la banda de 2 mm. Una fracción importante de las líneas detectadas se observan solapadas debido a la anchura de la emisión de $\Delta v > 100 \text{ km s}^{-1}$. Se han aplicado diferentes métodos para resolver estos efectos de solapamiento.

Las líneas de recombinación de hidrógeno observadas se ajustan a la relación $S_L \propto \nu_L^2$ derivada a partir de las múltiples observaciones de transiciones $H\alpha$ en el rango milimétrico y centimétrico disponibles en la literatura.

La búsqueda de moléculas orgánicas complejas proporciona un límite a la abundancia de etanol, la especie orgánica más abundante esperada después de metanol, de $< 1.4 \cdot 10^{-9}$. Este límite es aun mayor de lo que se predice a partir de los modelos de química en fase gaseosa. El límite a la razón metanol/etanol ≥ 10 es aun un factor 2 menor de los observado en el Centro Galáctico.

Las posibles identificaciones de DNC y N_2D^+ suponen la primera detección tentativa de especies deuteradas en el medio interestelar extragaláctico más allá de las Nubes de Magallanes. Mediante las transiciones de las especies deuteradas cubiertas en el barrido, se estima una razón $D/H < 10^{-3}$. Este límite es aun dos órdenes de magnitud mayor que la razón D/H primordial.

Capítulo 3

El espectro de NGC 253 en la banda de 2 mm: Análisis

3.1. Cálculo de parámetros físicos

A partir de las temperaturas de haz principal medidas para las líneas moleculares observadas en el barrido espectral de NGC 253, es posible derivar los parámetros físicos tales como la densidad de columna y temperatura rotacional (T_{rot}) para cada una de las especies detectadas. En el Apéndice A se presenta una discusión detallada sobre el método de diagramas de rotación. Toda la información espectroscópica necesaria de cada una de las especies moleculares identificadas (i.e. A_{ul} , ν , g_u , E_u y Z en la Ecuación A.6) se extrajo o derivó del catálogo JPL (Pickett et al., 1998).

Con el fin de derivar T_{rot} y extrapolar la densidad de columna total a partir de las transiciones observadas para una molécula, es necesario observar más de una transición. En los casos en que se detecta una única transición en la ventana de 2 mm, será posible utilizar la Ecuación A.5 para derivar la densidad de columna. Para ello debemos hacer una estimación apropiada de la temperatura rotacional de cada especie (ver Sección 2.5).

La Tabla 3.1 muestra las densidades de columna, temperaturas rotacionales y abundancias de cada una de las especies moleculares detectadas en el barrido espectral a 2 mm de NGC 253. En la Figura 3.1 se muestran los diagramas rotacionales correspondientes a cada molécula. Si bien los diagramas rotacionales de NO, NS y OCS se presentan también en los Capítulos 5 y 6, donde se incluyen la información de transiciones adicionales observadas en otras frecuencias, se han incluido en este Capítulo por completitud.

Tabla 3.1: Parámetros físicos derivados para todas las especies detectadas. Densidad de columna promediada en la fuente, temperatura rotacional y abundancias relativas a H₂.

Molécula		N^a (cm ⁻²)	T_{rot} (K)	$[\text{X}]/[\text{H}_2]^b$ ($\times 10^{-9}$)
SiO	180 km s ⁻¹	5.0(1.0) 10 ¹²	7.4(0.7)	0.07
	270 km s ⁻¹	3.6(0.9) 10 ¹²	8.7(1.2)	0.05
C ₂ S		1.4(1.2) 10 ¹³	24(9)	0.2
NH ₂ CN		1.2(0.5) 10 ¹³	67(13)	0.2
CH ₃ CN		2.0(0.6) 10 ¹³	9.6(0.7)	0.3
c-C ₃ H	130 km s ⁻¹	8.1(1.6) 10 ¹²	12	0.1
	280 km s ⁻¹	1.5(0.3) 10 ¹³	12	0.2
c-C ₃ H ₂		3.0(6.0) 10 ¹³	9(8)	0.4
NS ^c		4.3(0.6) 10 ¹³	7.2(1.0)	0.6
HC ₃ N	180 km s ⁻¹	1.8(0.5) 10 ¹³	33(4)	0.3
	270 km s ⁻¹	1.9(0.6) 10 ¹³	24(3)	0.3
HOCO ⁺		2.6(1.8) 10 ¹³	12	0.4
H ₂ CS		4.4(4.5) 10 ¹³	11(4)	0.6
SO ₂		5.0(2.0) 10 ¹³	15(2)	0.7
H ₂ S	180 km s ⁻¹	2.3(1.1) 10 ¹³	12	0.3
	275 km s ⁻¹	3.5(1.4) 10 ¹³	12	0.5
CH ₂ NH	190 km s ⁻¹	2.5(1.1) 10 ¹³	12	0.4
	300 km s ⁻¹	2.8(0.9) 10 ¹³	12	0.4
HNC ^d	270 km s ⁻¹	7.2(1.2) 10 ¹³	12	1
SO	180 km s ⁻¹	4.5(3.3) 10 ¹³	40(24)	0.7
	270 km s ⁻¹	3.1(2.8) 10 ¹³	34(24)	0.5
HNCO	180 km s ⁻¹	5.7(2.7) 10 ¹³	23(6)	0.8
	280 km s ⁻¹	4.8(2.5) 10 ¹³	23	0.7
HCO ⁺ ^d	170 km s ⁻¹	3.9(0.8) 10 ¹³	12	0.6
	270 km s ⁻¹	6.4(1.2) 10 ¹³	12	1
H ₂ CO	180 km s ⁻¹	6.9(0.9) 10 ¹³	27(2)	1
	285 km s ⁻¹	9.0(1.7) 10 ¹³	34(4)	1
OCS ^c		2.5(0.3) 10 ¹⁴	17(2)	4
HCN ^d	180 km s ⁻¹	1.8(0.3) 10 ¹⁴	12	2
	280 km s ⁻¹	1.4(0.2) 10 ¹⁴	12	2
CS ^{c,d}	180 km s ⁻¹	2.0(0.2) 10 ¹⁴	9.7(0.4)	3
	280 km s ⁻¹	1.4(0.2) 10 ¹⁴	10.0(0.2)	2
CH ₃ CCH		4.3(0.2) 10 ¹⁴	63(20)	6
CH ₃ OH		8.3(0.3) 10 ¹⁴	11.6(0.2)	12
C ₂ H	160 km s ⁻¹	6.8(1.1) 10 ¹⁴	12	10
	280 km s ⁻¹	5.6(0.9) 10 ¹⁴	12	8
NO ^c		4.0(0.4) 10 ¹⁵	6(2)	60

^a Errores derivados de los diagramas de rotación sin considerar el error en el factor de llenado del haz (ver Sección 3.2).

^b Se asume $N(\text{H}_2) = 6.7 \cdot 10^{22} \text{cm}^{-2}$. Ver Tabla 7.2.

^c Utilizando transiciones adicionales descritas en los Capítulos 5 y 6.

^d Calculado a partir de la transición del isótopo ¹³C y la razón ¹²C/¹³C \sim 40 de Henkel et al. (1993).

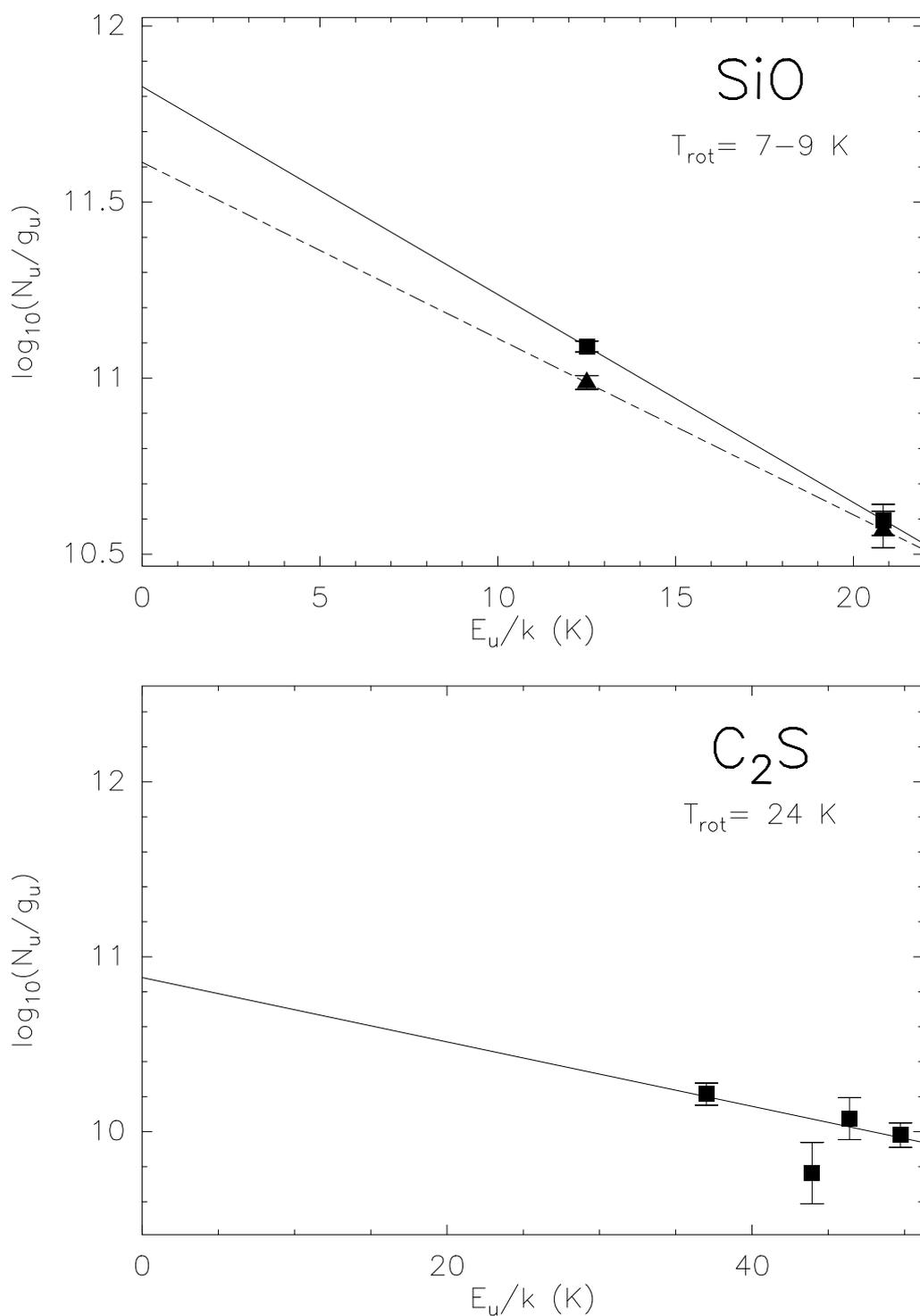
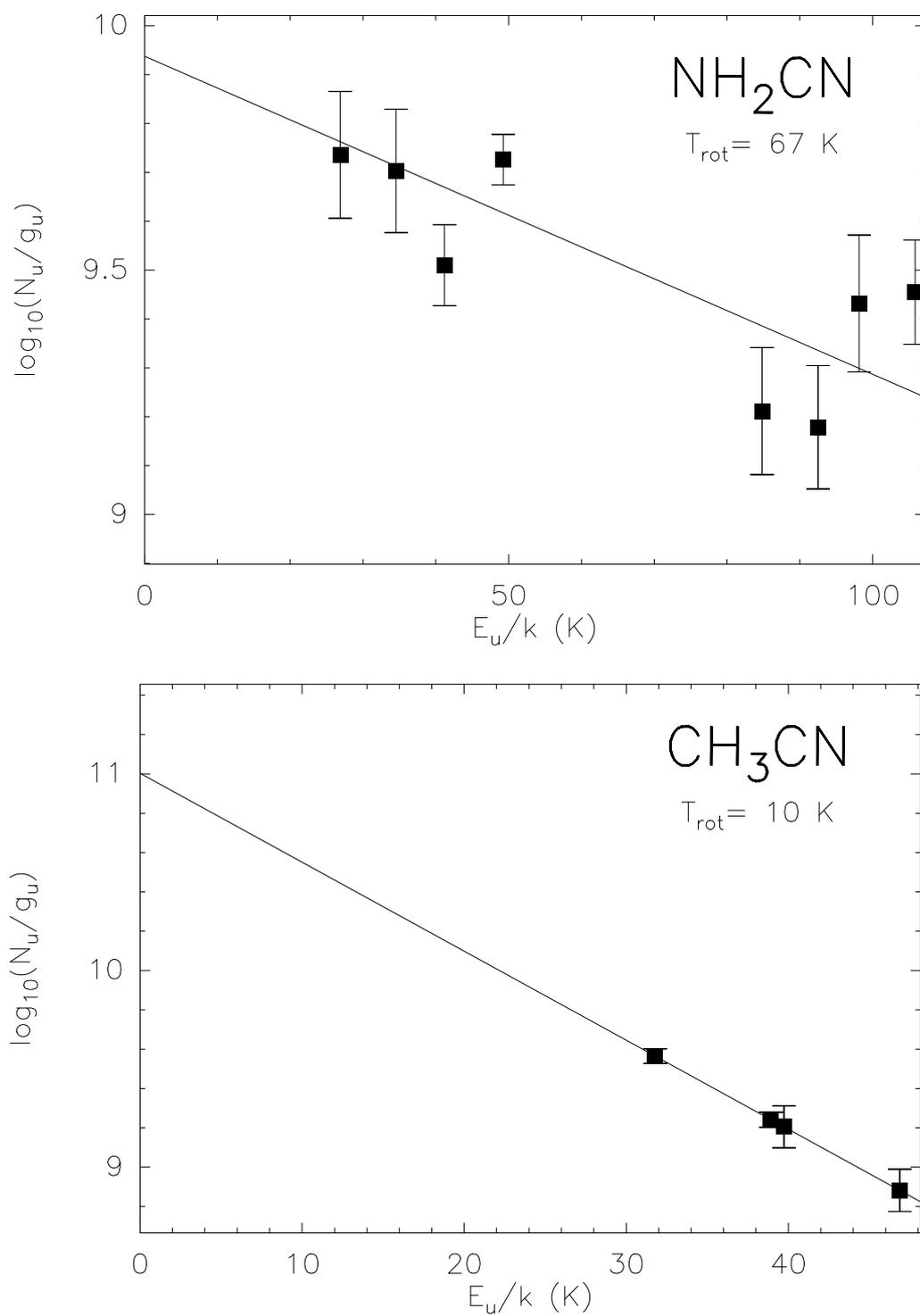


Figura 3.1: Diagramas de rotación de las especies detectadas. Cuando se diferencian, las componentes de velocidad se representan con cuadrados y líneas sólidas ($\sim 180 \text{ km s}^{-1}$), y triángulos y líneas discontinuas ($\sim 270 \text{ km s}^{-1}$). Los marcadores vacíos representan las transiciones cuyas intensidades se han estimado a partir de los diagramas. Los diagramas de NS, NO y OCS incluyen las transiciones adicionales presentadas en los Capítulos 5 y 6.

**Figura 3.1:** (Continuación)

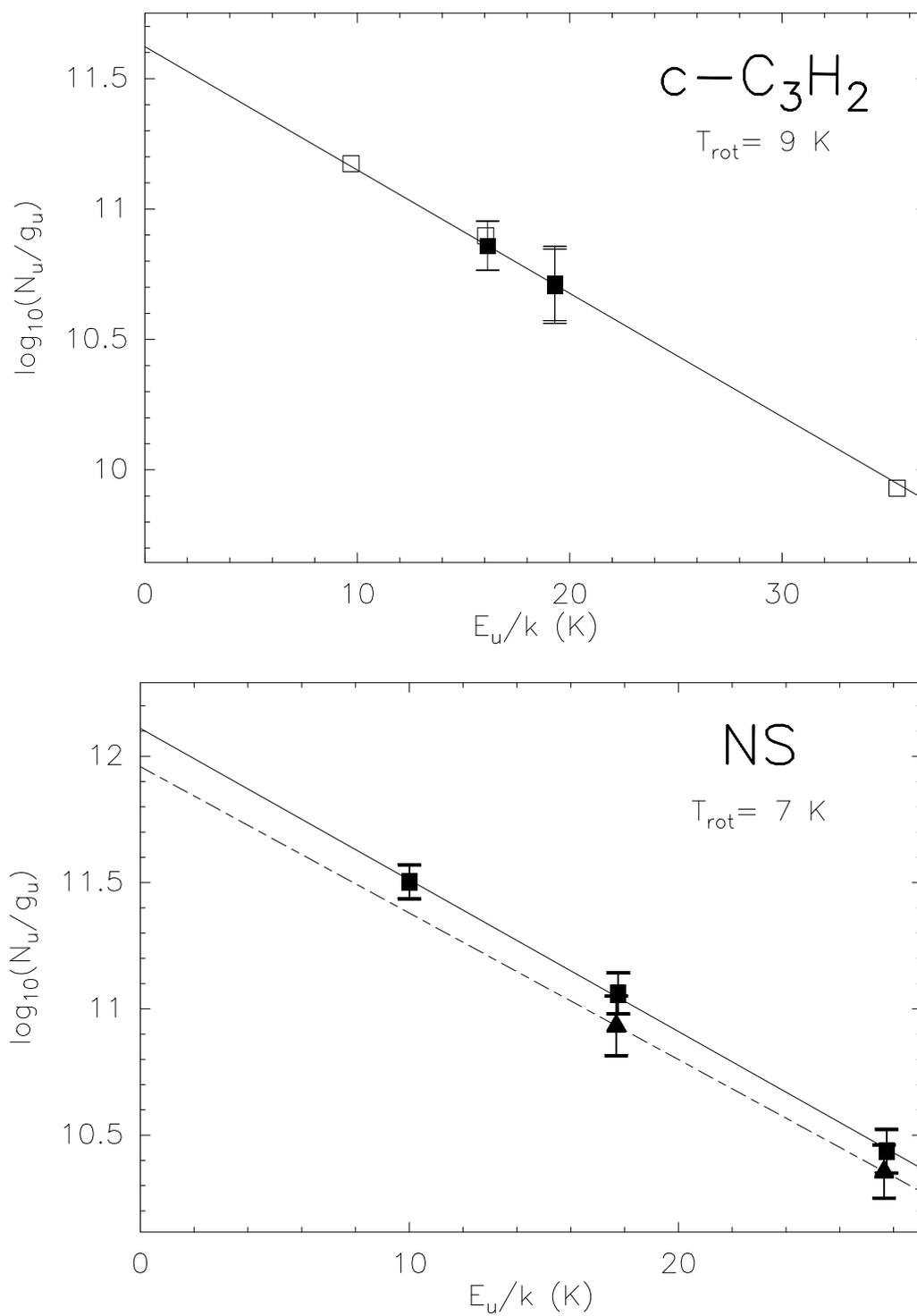


Figura 3.1: (Continuación)

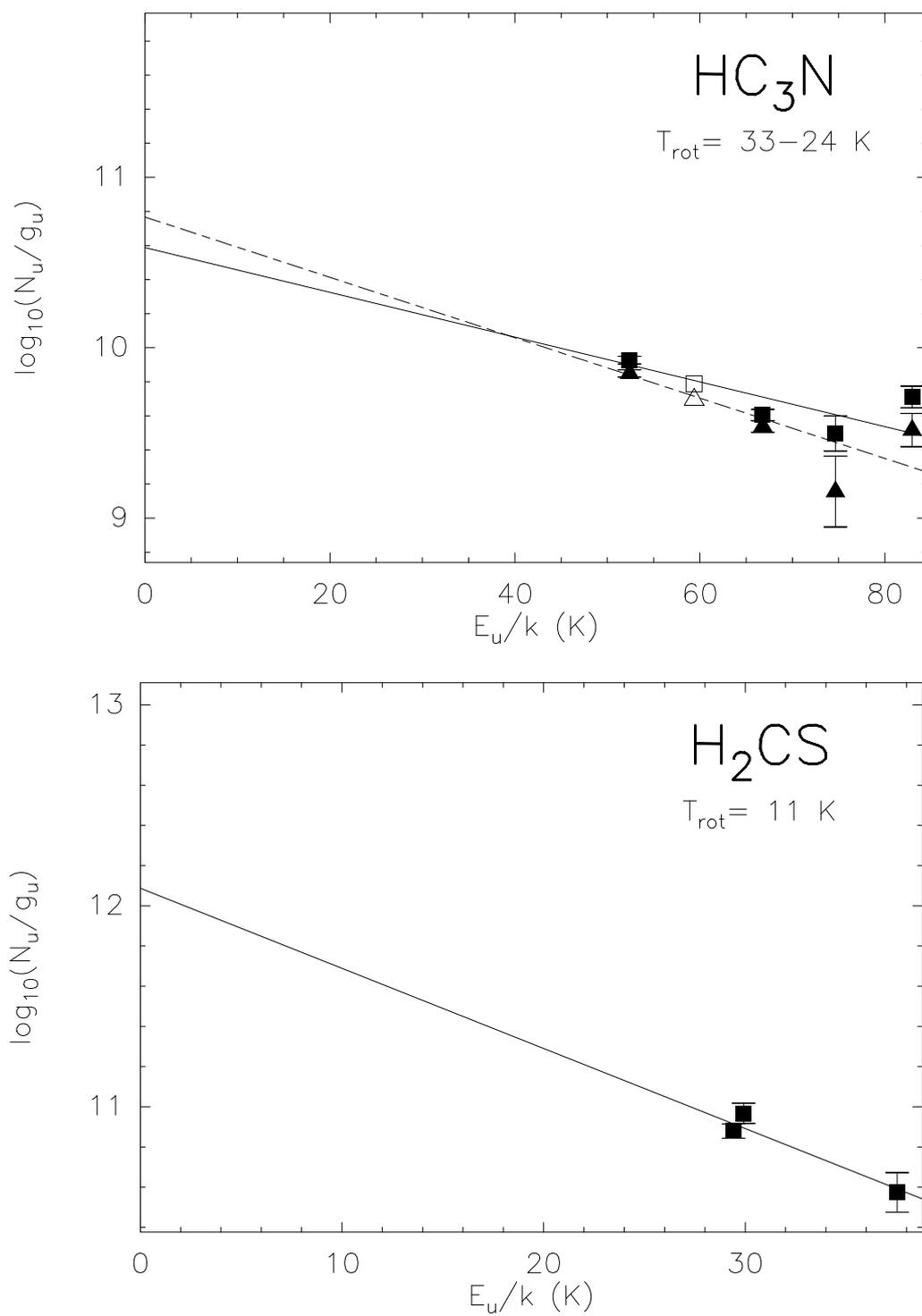


Figura 3.1: (Continuación)

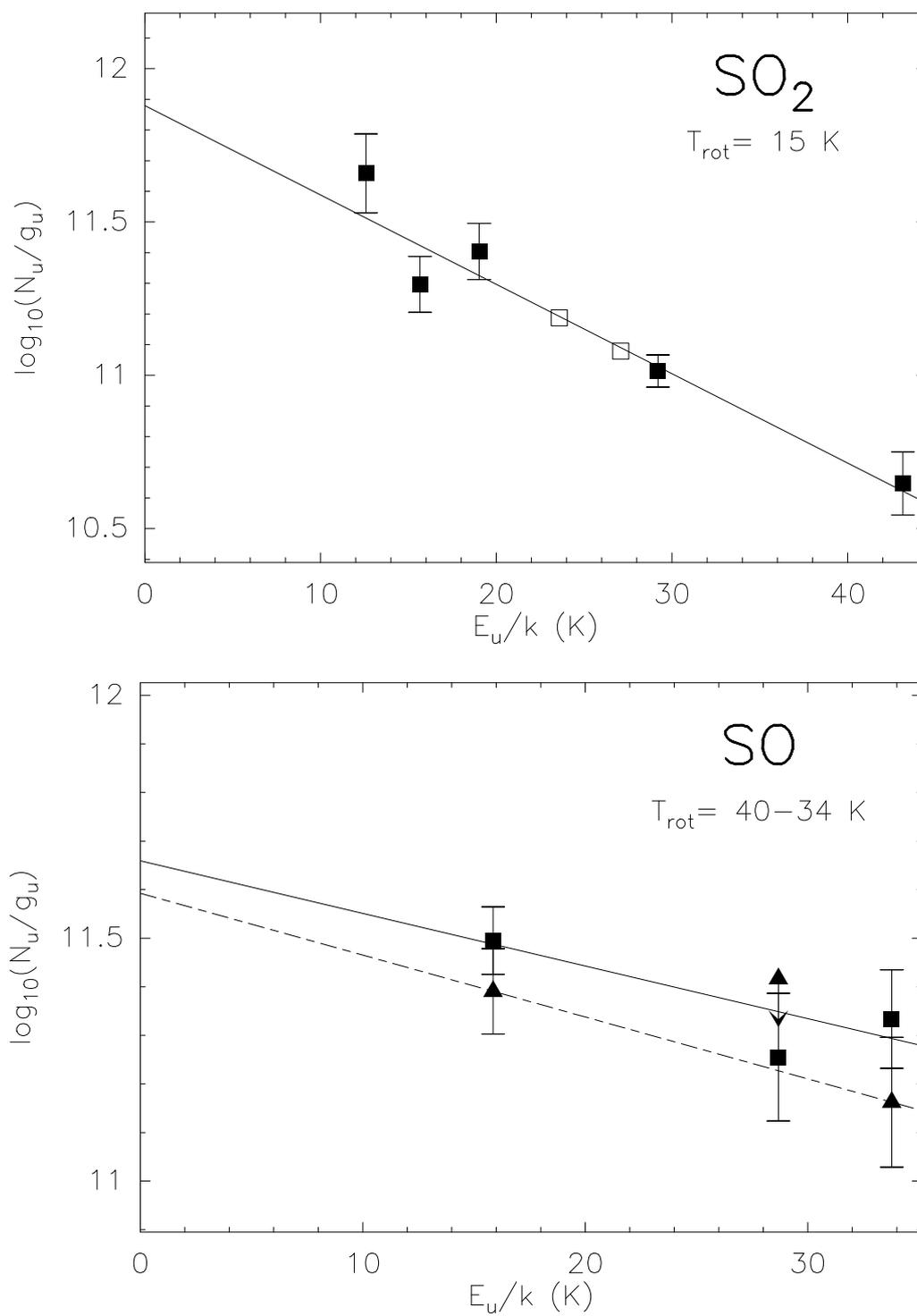


Figura 3.1: (Continuación)

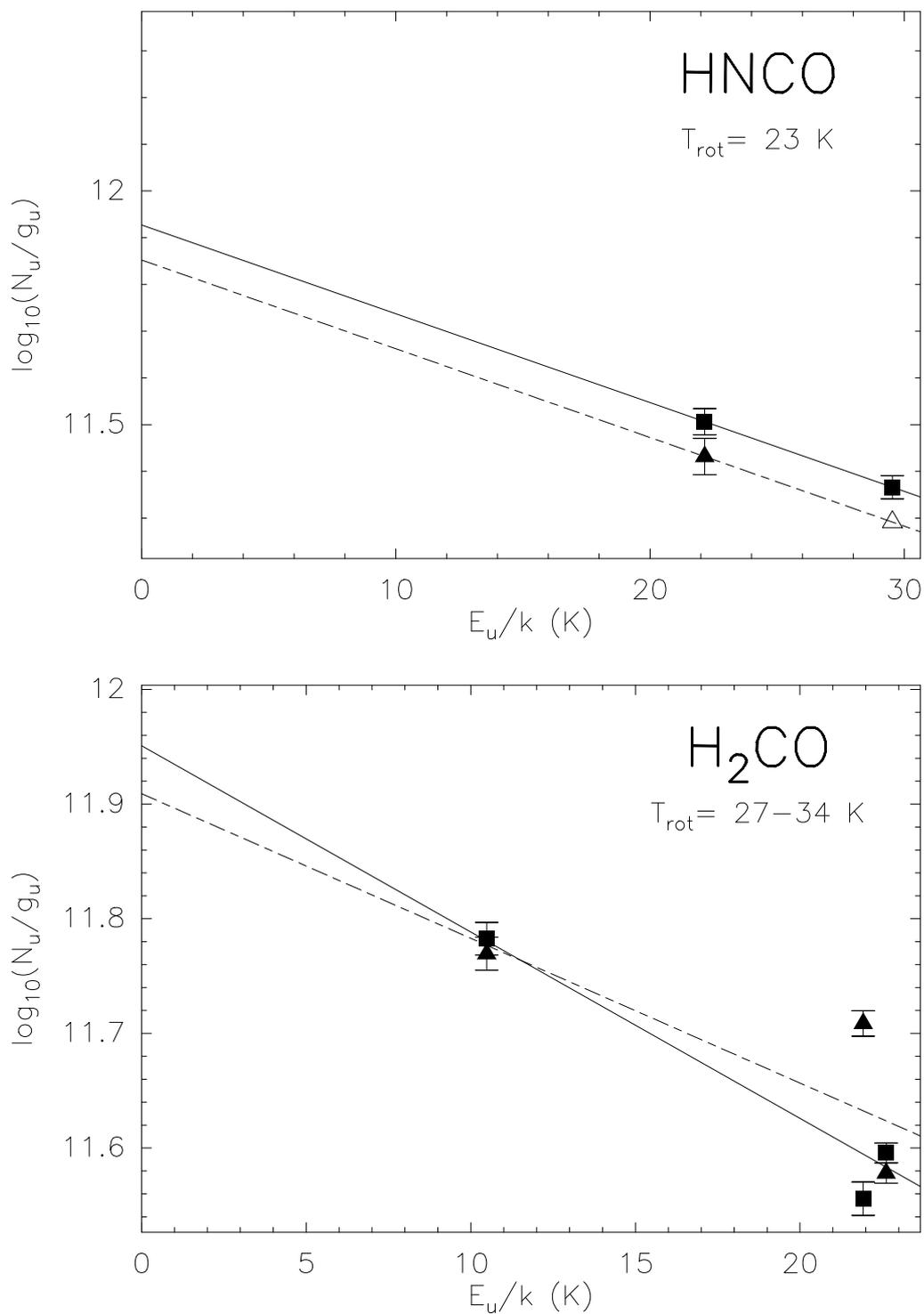


Figura 3.1: (Continuación)

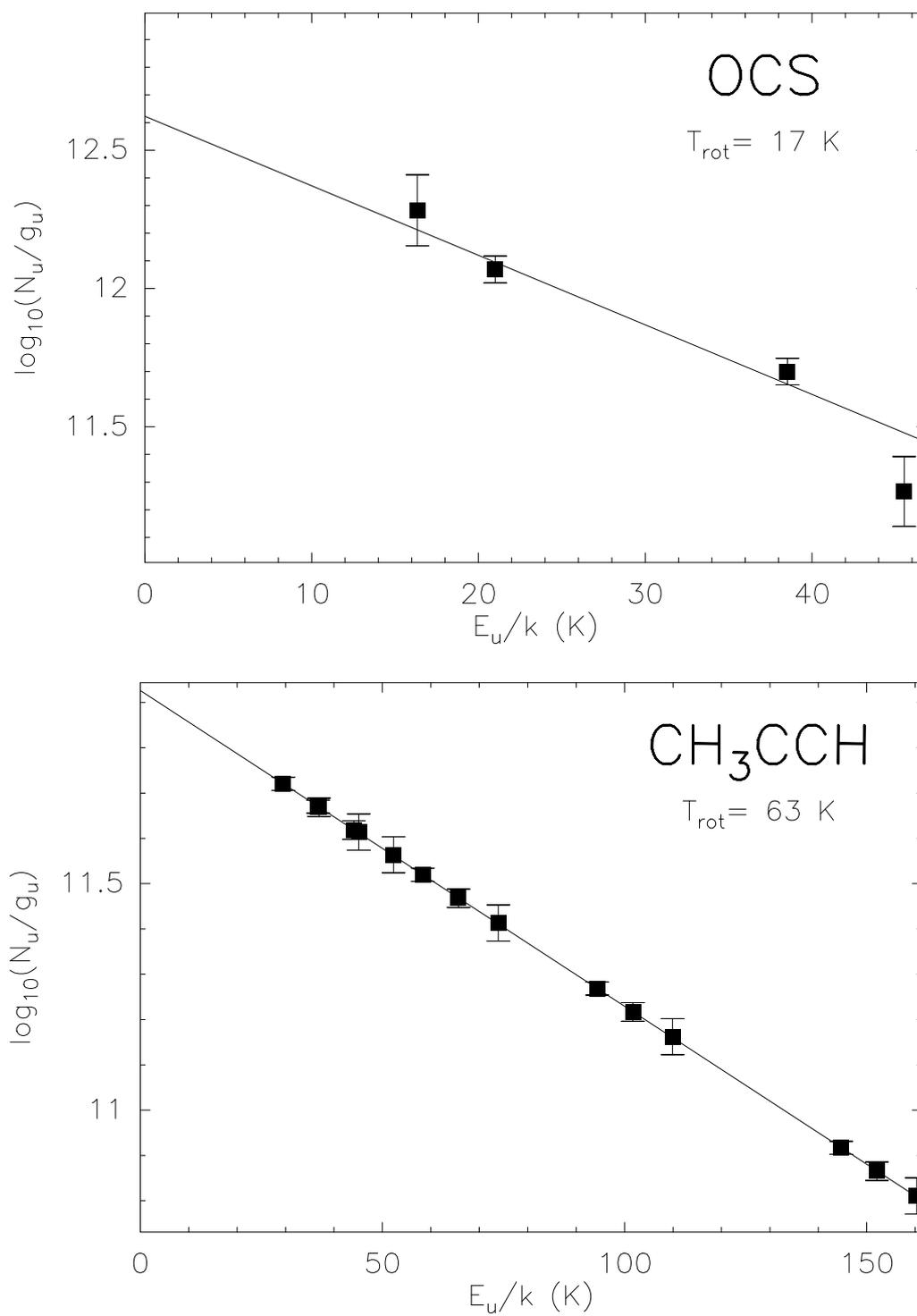
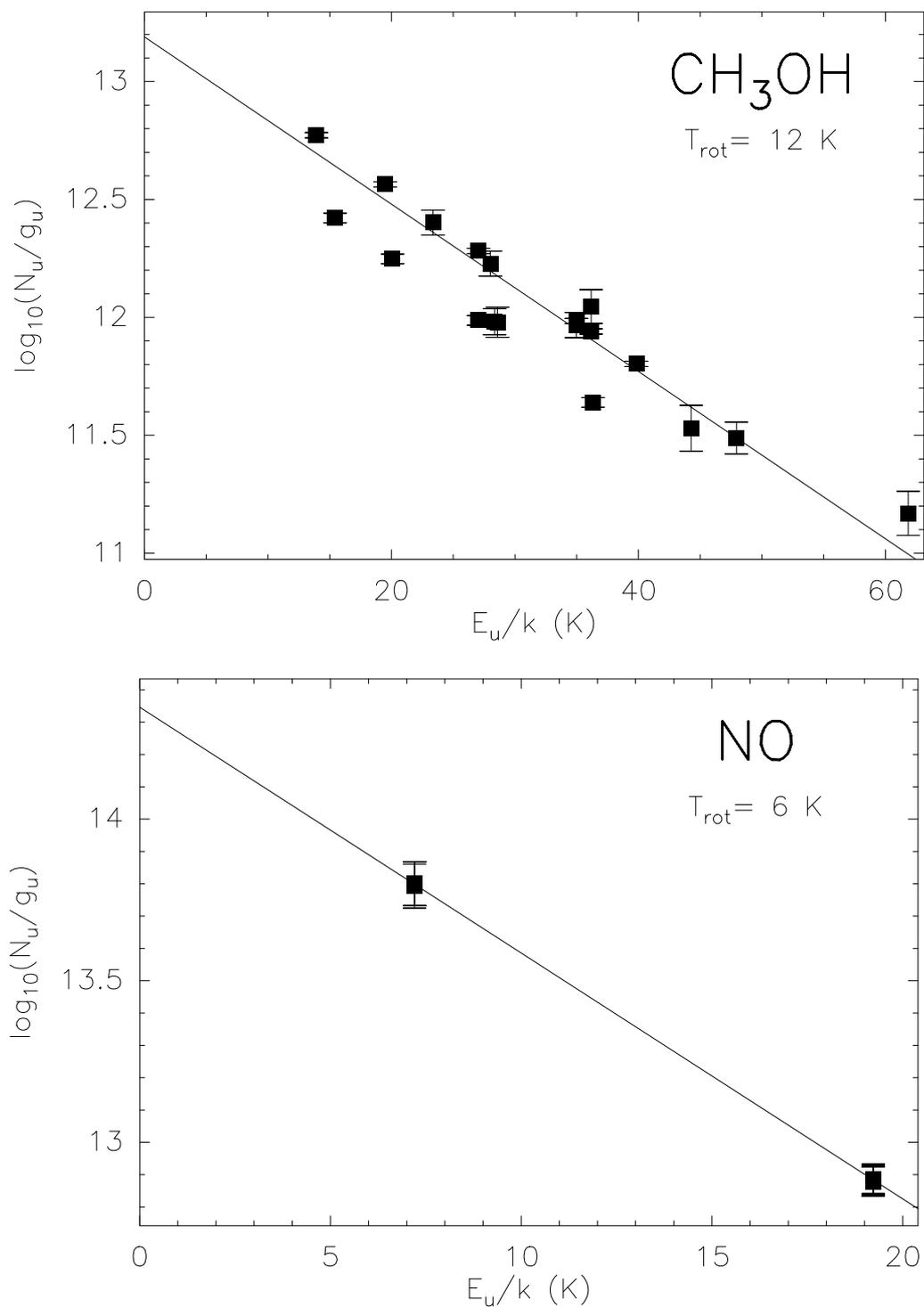


Figura 3.1: (Continuación)

**Figura 3.1:** (Continuación)

3.2. Incertidumbre en la determinación de los parámetros físicos

La mayor fuente de error al derivar los parámetros de densidad de columna y temperatura rotacional en la región nuclear de NGC 253 con un haz de $\sim 17''$ reside en la incertidumbre en la estimación de la extensión de la región de emisión molecular para cada transición observada. Esta incertidumbre se hace más evidente cuando tratamos con las especies más complejas, cuya distribución y extensión, incluso en el caso de fuentes Galácticas, no se conoce con exactitud.

La temperatura de brillo (T_B) promediada en la fuente puede derivarse a partir de la temperatura de brillo de haz principal medida (ver ecuación 2.1) en la forma

$$T_B = \eta_{bf}^{-1} T_{MB}, \quad (3.1)$$

donde, en la aproximación de una fuente con distribución Gaussiana de tamaño θ_s observada con un haz Gaussiano de tamaño θ_b , el factor de llenado del haz se puede expresar como

$$\eta_{bf} = \theta_s^2 / (\theta_s^2 + \theta_b^2), \quad (3.2)$$

que tiene en cuenta el efecto de dilución debido al acoplamiento entre la fuente y el haz del telescopio.

Con el fin de corregir en la medida de lo posible la dilución en el haz de la emisión nuclear de NGC 253, Mauersberger et al. (2003) promediaron los mapas interferométricos de alta resolución de CS (Peng et al., 1996) para convertir las tres transiciones de CS previamente observadas por Mauersberger & Henkel (1989a) a una resolución angular similar de $32''$. A partir de las intensidades de las líneas de CS con la resolución original (T_{MB}°) y las corregidas a un haz de $32''$ ($T_{MB}^{32''}$) podemos derivar un factor de llenado del haz equivalente. Puesto que las temperaturas de brillo equivalentes deben ser semejantes, obtenemos

$$T_B^\circ = T_B^{32''} \Leftrightarrow \eta_{bf}^{32''} T_{MB}^\circ = \eta_{bf}^\circ T_{MB}^{32''}. \quad (3.3)$$

Así pues, utilizando la definición de η_{bf} (ecuación 3.2) en la expresión anterior, podemos estimar una extensión de la región emisora de $\theta_s = 23''$, $21''$ y $19''$ utilizando las transiciones $J = 2 - 1$, $J = 3 - 2$ y $J = 5 - 4$ de CS respectivamente. En nuestro análisis consideraremos un tamaño de la fuente equivalente de $20''$ para convertir la temperatura de brillo del haz principal en temperatura de brillo promediada en la fuente.

A lo largo de todo nuestro estudio se asumirá que todas las especies observadas provienen del mismo volumen emisor dentro de la región nuclear de NGC 253. Esta nueva aproximación inducirá una incertidumbre adicional. La única forma de confirmar la veracidad de esta aproximación consiste en la realización de observaciones de alta resolución de diferentes transiciones de diferentes especies moleculares. Afortunadamente, existen en la literatura diversos mapas interferométricos del núcleo

de NGC 253 en diferentes trazadores moleculares. El mapa interferométrico de la emisión de la línea $J = 2 - 1$ de CS (Peng et al., 1996) muestra como la mayor parte de la emisión de esta molécula se concentra dentro de un radio de $\sim 20''$. La emisión de CS se ve concentrada principalmente en cuatro grandes complejos de nubes moleculares distribuidos simétricamente con respecto al centro dinámico y aproximadamente alineados con la barra molecular. El reciente estudio de alta resolución del núcleo de la galaxia IC 342 en diferentes especies moleculares (Meier & Turner, 2005) muestra claramente las diferencias en la distribución de algunos trazadores moleculares importantes. En NGC 253, por el contrario, los mapas interferométricos de transiciones moleculares con diferentes requerimientos en sus condiciones de excitación tales como HCN, CO, SiO, H^{13}CO^+ y NH_3 (Paglione et al., 1995, 2004; García-Burillo et al., 2000; Ott et al., 2005) muestran distribuciones muy similares, de acuerdo con lo observado en CS. Si este mismo escenario, observado en IC 342, se aplicase a NGC 253, se deberían apreciar diferencias mas evidentes en los mapas interferométricos disponibles. Por lo tanto, es plausible aceptar que para NGC 253, asumiendo que la mayor parte de la emisión proviene del área delimitada por el brote de formación estelar, la extensión de la emisión de las diferentes moléculas sera semejante.

A continuación se plantea la cuestión de cómo un error en el tamaño de la fuente asumido puede afectar la determinación de los parámetros físicos de densidad de columna y temperatura rotacional.

3.2.1. Densidad de columna

Tal y como se deriva de la Ecuación A.1, la densidad de columna total calculada se ve afectada por el factor de llenado a través de T_B . El panel superior en la Figura 3.2 muestra la variación del inverso del factor de llenado (i.e. el factor de conversión de T_{MB} a T_B de la Ecuación 3.1) como función del tamaño de la fuente. El gráfico ha sido normalizado respecto del factor de llenado para una fuente de $\theta_s = 20''$. Este valor representa, en primera aproximación, el factor por el cual se debería multiplicar la densidad de columna derivada si la extensión de la fuente fuese diferente del valor asumido. En la Figura se han considerado los dos casos extremos del espectro observado de NGC 253, esto es, para los tamaños del haz a 129 y 175 GHz. El área sombreada en gris corresponde a los tamaños de fuente entre $10''$ y $30''$, rango dentro del cual se espera que esté confinado el tamaño real de la fuente. En el caso de que el tamaño de la fuente sea mayor que $20''$, la densidad de columna se vería sobrestimada tan solo en un $\sim 20\%$, mientras que para tamaños menores, de hasta $10''$, la densidad de columna se subestimaría en un factor menor que 2. Sólo en el caso de una emisión extremadamente agrupada y compacta en la que los tamaños de la fuente se encontrasen muy por debajo de $10''$, las densidades de columna se verían dramáticamente afectadas.

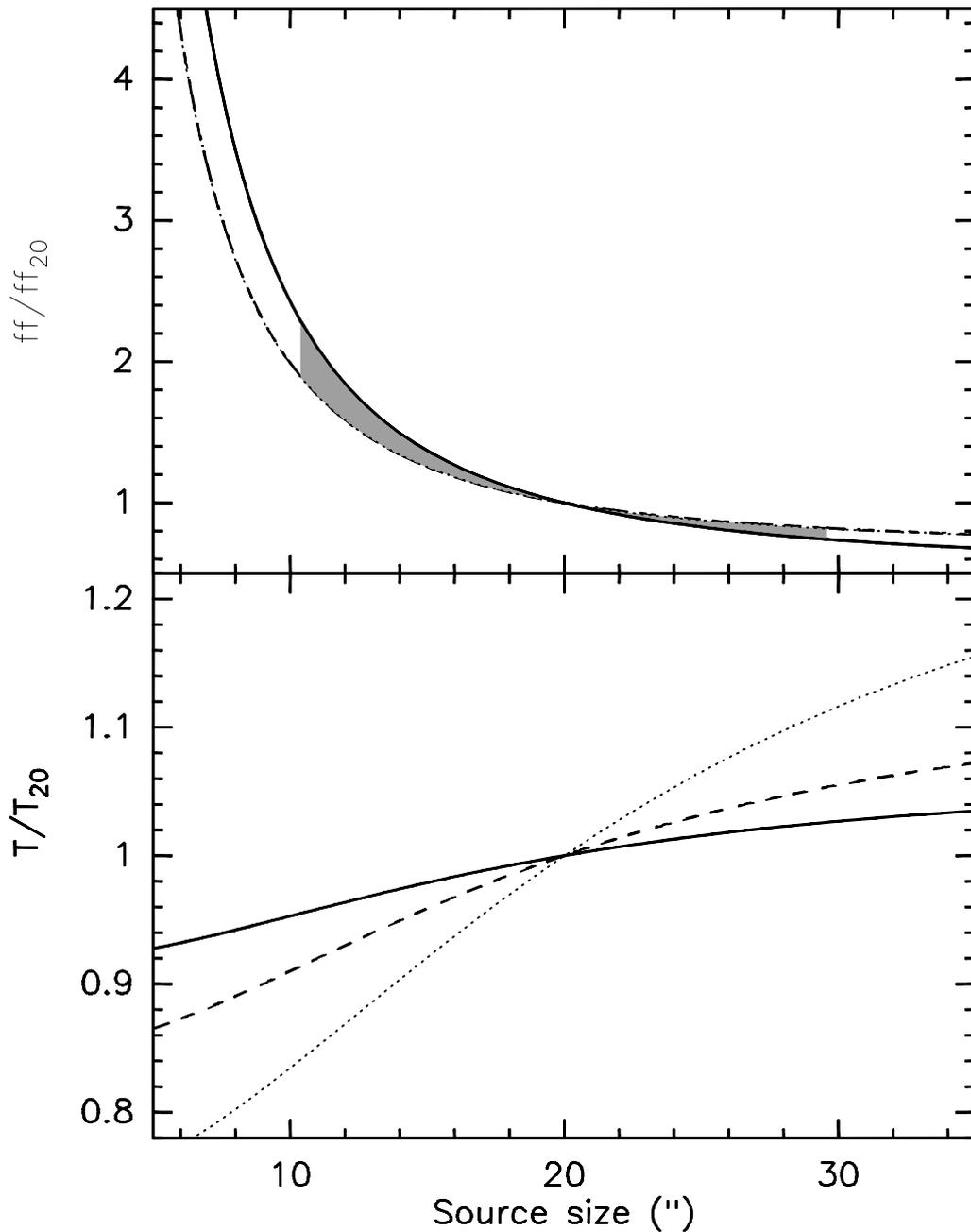


Figura 3.2: El *Panel Superior* muestra la variación del factor de llenado relativo al correspondiente a una extensión de fuente de $20''$ como función del tamaño de la fuente. La línea continua corresponde al haz para 129 GHz y la línea discontinua al haz para 175 GHz. El área sombreada en gris representa los valores para tamaños de fuente entre $10''$ y $30''$. El *Panel Inferior* muestra el efecto del tamaño de la fuente asumido en la determinación de la temperatura rotacional a partir de los diagramas de rotación relativo a la derivada asumiendo $T_{\text{rot}} = 15\text{K}$ para $\theta_s = 20''$ con dos transiciones medidas a 129 y 175 GHz donde los niveles involucrados están separados por 60 (línea continua), 30 (línea discontinua) y 15 K (línea de puntos) en energía.

3.2.2. Temperatura rotacional

Se ha tenido en cuenta también el efecto del tamaño de la fuente en la temperatura rotacional derivada de los diagramas de rotación. Para estimar este efecto, tomaremos un caso en que se derive una $T_{\text{rot}} = 15$ K (con un tamaño de fuente de $20''$) a partir de dos transiciones de una especie dada observada a las frecuencias de 129 y 175 GHz. En el panel inferior de la Figura 3.2 se representa el cambio relativo de la T_{rot} derivada para tres casos en los que los niveles superiores de energía de las transiciones están separados por 60, 30 y 15 K. Como es obvio, el mayor efecto en la estimación de la temperatura rotacional se observa en el caso en que el rango dinámico observado en energías es menor, dado que la pendiente del ajuste lineal a los datos se ve más afectada por el cambio de tamaño en este caso. A partir de la Figura 3.2 podemos concluir que el mayor error esperable en la determinación de T_{rot} es siempre menor de un 20 %.

3.3. Resumen y Conclusiones

A partir de las transiciones moleculares identificadas en el barrido espectral de la banda de 2 mm de NGC 253 se han calculado los parámetros físicos de densidad de columna promediada en la fuente, temperatura rotacional y abundancia fraccional respecto al hidrógeno molecular de 25 especies moleculares. Se ha asumido que la emisión es ópticamente delgada y que está en equilibrio termodinámico local.

Se presenta un estudio detallado del error en la determinación de estos parámetros como consecuencia de la incertidumbre en el conocimiento de la extensión de la región emisora y, por consiguiente, de la dilución de la emisión en el haz del telescopio. De esta forma, se estima una incertidumbre máxima de un factor 2 para la densidad de columna y un 20 % para la temperatura rotacional. En cuanto a la abundancia fraccional, a la incertidumbre de la densidad de columna se le añade la de la determinación de la densidad de columna de H_2 , lo que implicaría un factor ~ 2 adicional.

La compilación de las abundancias de estas 25 moléculas en NGC 253 constituye el estudio más completo de la composición química del medio interestelar de una fuente extragaláctica.

Capítulo 4

Censo molecular extragaláctico

4.1. Introducción: Censos moleculares

Desde el descubrimiento de la primera molécula interestelar en 1937, a saber, CH en absorción a 4300 Å (observada por Dunham, 1937, e identificada por Swings & Rosenfeld, 1937), y la primera molécula identificada en radiofrecuencias en 1963, a saber, OH en absorción a 18 cm (Weinreb et al., 1963), el número de moléculas extraterrestres conocidas asciende a 136 (a fecha de diciembre de 2002, Lovas, 2004). Este número continúa creciendo como lo demuestran las 143 especies moleculares (212 incluyendo isótopos) listadas en compilaciones como la que encontramos en <http://astrochemistry.net>. Fuera de la galaxia, la primera detección molecular inequívoca fue también la de OH en absorción frente a la emisión de continuo de la región nuclear de NGC 253 y M 82 (Weliachew, 1971). Sin embargo, durante mucho tiempo, la detección de moléculas extragalácticas se redujo a unas pocas moléculas que, o bien eran muy abundantes, o bien presentaban una intensa emisión máser. De hecho, todas las líneas intensas de emisión o absorción molecular observadas en la Vía Láctea se han detectado en otras galaxias. Aunque se han detectado moléculas extragalácticas en diferentes rangos del espectro electromagnético, destacando las transiciones ro-vibracionales de H₂ en el infrarrojo (Thompson et al., 1978), el rango de radiofrecuencias continua liderando este campo. A mediados de la década de los ochenta, tan solo se habían detectado una decena de moléculas fuera de nuestra Galaxia. La situación cambió drásticamente con la puesta en marcha de potentes instrumentos, tales como el telescopio de 30 m de IRAM que, con su gran área colectora y el pequeño tamaño de su haz, ha logrado un aumento considerable del número de detecciones moleculares fuera de la Vía Láctea.

Durante las tres últimas décadas, 29 moléculas y 11 sustituciones isotópicas de las mismas se han detectado fuera de la Galaxia (Tabla 4.1). La mayor parte estas moléculas han sido detectadas en el rango de las ondas milimétricas en las regiones centrales de galaxias tales como NGC 253, IC 342, M 82 y NGC 4945, que constituyen el grupo de fuentes de emisión molecular más prominente fuera de la Galaxia. Sin embargo, no es la falta de sensibilidad lo que nos impide detectar un mayor número

de especies moleculares, ya que la intensidad integrada de las líneas en fuentes como NGC 253 son tan solo un orden de magnitud menor que en fuentes Galácticas como Orion-KL, sino la confusión entre líneas debido a la anchura intrínseca de las mismas.

* * *

Así pues, además de las nubes oscuras del disco Galáctico y los alrededores de las prominentes regiones HII Galácticas, los núcleos de galaxias constituyen un tercer tipo de entorno molecular interestelar en el cual podemos estudiar en detalle las propiedades físicas y químicas. Con el fin de investigar las propiedades de estas fuentes y comparar su contenido molecular, excitación y química con las nubes Galácticas, la búsqueda de nuevas especies moleculares se hace imprescindible.

En esta capítulo se presenta un listado bibliográfico completo de todas las especies e isótopos moleculares detectados en el medio interestelar extragaláctico junto con las nuevas detecciones resultado del barrido espectral de la banda de 2 mm en NGC 253.

4.2. Nuevas detecciones de especies moleculares extragalácticas

La Tabla 4.1 lista, en orden cronológico, todas las especies detectadas hasta la fecha en el medio interestelar extragaláctico. Como resultado del barrido espectral que se presenta en este trabajo se han añadido 8 especies moleculares nuevas y dos isótopos a este censo de especies extragalácticas conocidas (mostrados en negrita en la Tabla 4.1). Esto representa un incremento de un $\sim 30\%$ en el número total de moléculas identificadas fuera de la Galaxia.

La detección de las especies NO y NS se ha confirmado con observaciones de transiciones adicionales en la banda de 3 y 1 mm, tal y como se presenta en el Capítulo 5. Si bien H₂S y tentativamente H₂CS ya habían sido detectadas en la cercana Gran Nube de Magallanes (Heikkilä et al., 1999), su identificación en el NGC 253 supone la primera detección en el medio interestelar en galaxias con brote de formación estelar. Hay que tener en cuenta que la detección de CH₂NH, HOCO⁺ y C₃H es tentativa y necesita de confirmación mediante la observación de transiciones adicionales.

En la banda de 46 GHz observada, se detectan un total de 111 líneas, la más débil de las cuales tiene una intensidad de ~ 3 mK. La densidad espectral de líneas detectadas es de 2.4 líneas/GHz. Teniendo en cuenta que la anchura de las líneas en NGC 253 es de alrededor de 200 km s⁻¹ (i.e. 100 MHz a 2 mm) no se alcanza el límite de confusión, o lo que es lo mismo, no estamos limitados por los efectos de solapamiento de líneas. Así pues, el barrido espectral está aun limitado por la falta de sensibilidad. Búsquedas de transiciones y/o moléculas específicas a frecuencias escogidas con mayores tiempos de integración pueden dar lugar a la detección de líneas con intensidades ≤ 1 mK.

La detección de nuevas especies moleculares en el medio interestelar extragaláctico, lejos de ser un mero censo de especies conocidas, nos proporciona una descripción completa de la complejidad química en el medio nuclear de las galaxias, así como información sobre el origen de esta rica química y el calentamiento del gas molecular.

Tabla 4.1: Censo de moléculas extragalácticas detectadas, año de su publicación y telescopio utilizado.

Molécula	Año	Tel.	Ref.
<i>OH</i>	1971	OVRO	1
H_2CO	1974	64 m	2
<i>CO</i>	1975	11 m	3
^{13}CO	1975	11 m	4
H_2O	1977	100 m	5
<i>HCN</i>	1977	11 m	6
H_2	1978	2.3 m	7
NH_3	1979	100 m	8
HCO^+	1979	7 m	9
<i>CH</i>	1980	64 m	10
CS	1985	7 m	11
C_3H_2	1986	43 m	12
CH^+	1987	1.4 m	13
CH_3OH	1987	30 m	14
<i>CN</i>	1988	30 m	15
C_2H	1988	30 m	15
<i>HNC</i>	1988	30 m	15
HC_3N	1988	30 m	15,16
$HNCO$	1989	30 m	17,18
$C^{34}S$	1989	30 m	19
$C^{18}O$	1991	11 m/30 m	20
$C^{17}O$	1991	11 m/30 m	20
SO	1991	15 m	21
N_2H^+	1991	30 m	22
SiO	1991	30 m	22
$H^{13}CO^+$	1991	30 m	22
$HN^{13}C$	1991	30 m	22
$H^{13}CN$	1991	30 m	22
CH_3CCH	1991	30 m	23
CH_3CN	1991	30 m	23
^{13}CS	1993	30 m	24
OCS	1995	30 m	25
<i>HCO</i>	1995	12 m	26
DCO^+	1996	15 m	27
DCN	1996	15 m	27
$HC^{15}N$	1999	15 m	28
H_2S	1999	15 m	29
H_2CS	1999	15 m/30 m	29,30
CO^+	2000	30 m	31

Tabla 4.1: (Continuación)

SO₂	2003	30 m	32
NO	2003	30 m	32
NS	2003	30 m	32
³⁴SO	2003	30 m	32
<i>HOC⁺</i>	2004	30 m	33
C₂S	2006	30 m	34
CH₂NH	2006	30 m	34
NH₂CN	2006	30 m	34
HOCO⁺	2006	30 m	34
C₃H	2006	30 m	34
HC¹⁸O⁺	2006	30 m	34

Tabla adaptada y actualizada de Mauersberger & Henkel (1993)
 Todas las moléculas en esta tabla han sido detectadas en el barrido
 espectral salvo las indicadas en *cursiva*. En **negrita** se indican las
 especies moleculares que no habían sido identificadas fuera de la
 Vía Láctea previo a este trabajo.

Telescopios.-

(OVRO) Interferómetro de Owens Valley; (64 m) Parkes; (11 m)
 NRAO Kitt Peak; (100 m) Effelsberg; (2.3 m) Observatorio de
 Steward; (7 m) AT&T Bell Labs; (43 m) NRAO Green Bank;
 (1.4 m) ESO Coudé; (30 m) IRAM, Pico Veleta; (15 m) ESO SEST;

Referencias.-

(1) Weliachew (1971); (2) Gardner & Whiteoak (1974); (3) Rickard
 et al. (1975); (4) Solomon & de Zafra (1975); (5) Churchwell et al.
 (1977); (6) Rickard et al. (1977a); (7) Thompson et al. (1978); (8)
 Martín & Ho (1979); (9) Stark & Wolff (1979); (10) Whiteoak et
 al. (1980); (11) Henkel & Bally (1985); (12) Seaquist & Bell (1986);
 (13) Magain & Gillet (1987); (14) Henkel et al. (1987); (15) Hen-
 kel et al. (1988); (16) Mauersberger et al. (1990); (17) Nguyen-Q-
 Rieu et al. (1989); (18) Nguyen-Q-Rieu et al. (1991); (19) Mauers-
 berger & Henkel (1989a); (20) Sage et al. (1991); (21) Johansson
 (1991); (22) Mauersberger & Henkel (1991a); (23) Mauersberger
 et al. (1991b); (24) Henkel et al. (1993); (25) Mauersberger et al.
 (1995); (26) Sage & Ziurys (1995); (27) Chin et al. (1996b); (28)
 Chin et al. (1999); (29) Heikkilä et al. (1999); (30) Martín et al.
 (2005); (31) Fuente et al. (2000); (32) Martín et al. (2003); (33)
 Usero et al. (2004); (34) Martín et al. (2006a).

Capítulo 5

NO y NS extragaláctico

5.1. Introducción: La química del nitrógeno

De entre los elementos más abundantes (i.e. H, C, N, O), la química menos conocida en el medio interestelar denso es la del nitrógeno (e.g. Millar, 1990). Este hecho hace que sea importante establecer cuales son las principales reservas de nitrógeno presentes en el medio molecular a través de las observaciones.

NO fue detectada por primera vez en Sgr B2 por Liszt & Turner (1978) quienes observaron precisamente una de las transiciones que se detectan en el barrido espectral de NGC 253, a saber, la línea $J = 3/2 \rightarrow 1/2$ que aparece en 150 GHz. La síntesis de la molécula de monóxido de nitrógeno parece producirse principalmente a través de la reacción neutra



que no requiere energía de activación (Le Teuff et al., 2000; Halfen et al., 2001). El proceso inverso por el que se destruiría la molécula de NO, con una energía de activación $E_{\text{act}} \sim 30000 \text{ K}$, no ocurrirá en las condiciones que se dan en el medio interestelar. La Figura 5.1 muestra las reacciones más importantes que involucran a las moléculas con enlace N-O. La reacción neutra de formación de NO es crítica en la red de reacciones que conducen a la formación de especies con un enlace N-O. Cabe destacar que todas las reacciones más importantes de esta red no son procesos ión-molécula sino principalmente reacciones neutras (Halfen et al., 2001).

La molécula de NO se predice como un trazador de regiones ionizadas por rayos X según algunos modelos de química (Lepp & Dalgarno, 1996; Stäuber et al., 2005).

Por otro lado, el radical NS es una de las moléculas fundamentales relacionadas tanto con la química del nitrógeno (Herbst & Leung, 1989) como con la del azufre (Herbst et al., 1989). De hecho la molécula de NS es, junto con la molécula de HNCS (Frerking et al., 1979), la única especie detectada en el espacio que contiene ambos elementos.

Su primera detección, en el complejo molecular de Sgr B2, se debe a Gottlieb et al. (1975). Si bien la molécula de NS se ha detectado tanto en nubes oscuras

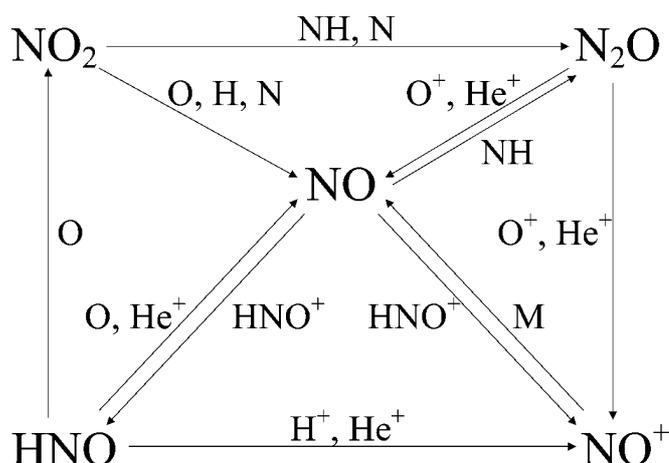


Figura 5.1: Diagrama ilustrativo de la red de reacciones químicas que involucran el enlace N-O. La molécula de NO constituye la piedra angular de esta red. Figura extraída de (Halfen et al., 2001).

(McGonagle et al., 1994) como en regiones de formación estelar masiva (McGonagle & Irvine, 1997), el desconocimiento y/o complejidad de su química ha hecho que esta especie haya sido menos estudiada que moléculas semejantes como NO. Los modelos de regiones afectadas por choques de Viti et al. (2001) muestran como la molécula de NS sufre un cambio de abundancia significativa ante el paso de frentes de choques en el material molecular.

* * *

En este capítulo se presentan las observaciones de varias transiciones de las moléculas de NO y NS en diferentes frecuencias que confirman su detección en el barrido espectral de la banda de 2 mm de NGC 253.

En primer lugar se describirá la topología del espectro rotacional de NO, que es equivalente a la de NS (Sección 5.2.1), siguiendo con una descripción de las observaciones (Secciones 5.2.2 y 5.2.2). Se concluirá con una breve discusión acerca del origen de la emisión de estas especies moleculares y la información que podemos extraer de estas en las Secciones 5.2.3 y 5.3.2. La Sección 5.4 resume las principales conclusiones obtenidas del análisis de ambas moléculas.

5.2. NO

5.2.1. El espectro rotacional de NO

Debido a la existencia de un electrón desapareado, el estado electrónico fundamental de la molécula de NO es un estado $^2\Pi$ que consiste en dos subestados $^2\Pi_{1/2}$ y $^2\Pi_{3/2}$. Aunque, estrictamente hablando, el espectro de energías del estado electrónico fundamental de NO esta descrito por un acoplamiento del momento angular intermedio entre los tipos a y b de Hund, un acoplamiento puro del tipo a ofrece una buena representación de los niveles de energía de esta molécula. Al ser

positiva la constante A del acoplamiento spin-órbita, el estado ${}^2\Pi$ es regular, así que el nivel rotacional más bajo $J = 1/2$ pertenece al subestado ${}^2\Pi_{1/2}$.

La interacción entre el momento angular electrónico y la rotación del núcleo produce un desdoblamiento de tipo Λ de cada nivel rotacional J en dos niveles rotacionales simples de paridad opuesta (+ y -). La paridad de cada nivel rotacional simple superior e inferior cambia entre dos J sucesivos. Existen, por lo tanto, dos series de niveles rotacionales simples, la serie de la componente más baja del desdoblamiento Λ y la serie del nivel de más alta energía. En cada serie, la paridad cambia alternativamente entre dos niveles sucesivos. Por analogía con los estados Σ , las dos series de niveles se denotan como Π^+ y Π^- (sin confundir esta nomenclatura con el signo de la paridad de cada nivel rotacional simple). La serie Π^+ está formada por $J = (2n + 1)/2$ niveles con paridad + para los valores de n pares y - para los n impares. Lo contrario es cierto para la serie Π^- . Para el subestado ${}^2\Pi_{1/2}$ de NO, la

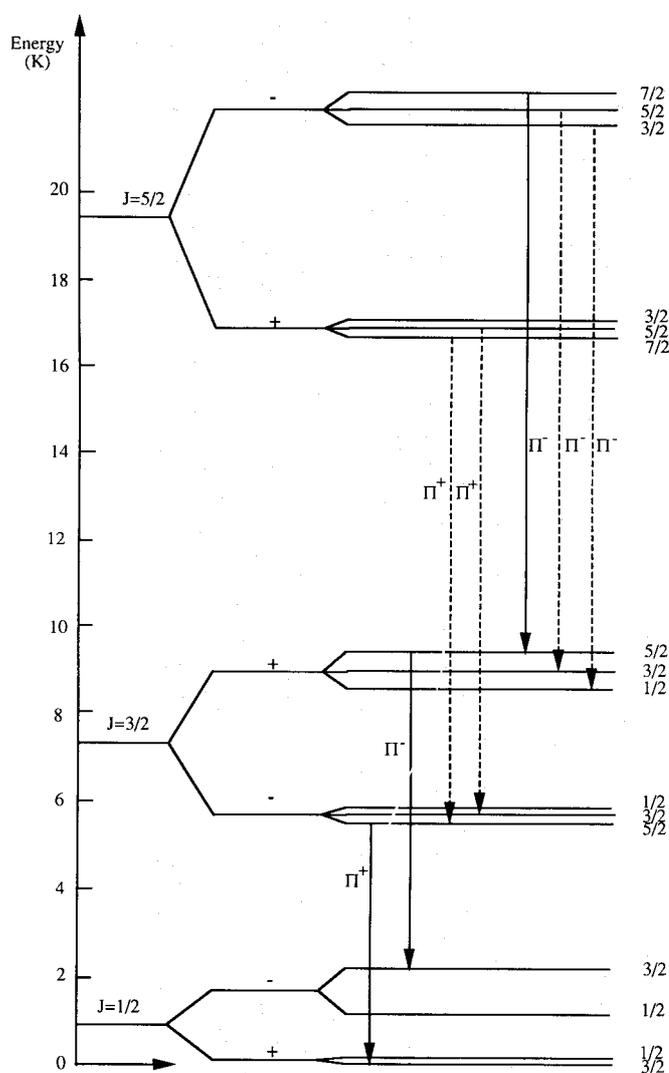


Figura 5.2: Diagrama de niveles de energía de la molécula de NO, donde se muestran los tres primeros niveles rotacionales del subestado ${}^2\Pi_{1/2}$. El espaciado entre niveles de estructura hiperfina ha sido multiplicado por 100. Figura extraída de Gerin et al. (1992).

Tabla 5.1: Parámetros espectroscópicos de las transiciones hiperfinas de NO detectadas.

Transición $J', F' \rightarrow J'', F''$	Frecuencia (MHz)	$E_{J', F'}$ cm^{-1}	$g_{F'}$	$A_{J' F', J'' F''}$ ($10^{-6} s^{-1}$)
Banda Π^+				
$3/2, 5/2 \rightarrow 1/2, 3/2$	150176.480	5.0093	6	0.3350
$3/2, 3/2 \rightarrow 1/2, 1/2$	150198.760	5.0107	4	0.1861
$3/2, 3/2 \rightarrow 1/2, 3/2$	150218.730	5.0108	4	0.1489
$3/2, 1/2 \rightarrow 1/2, 1/2$	150225.660	5.0116	2	0.2978
$3/2, 1/2 \rightarrow 1/2, 3/2$	150245.647	5.0117	2	0.0372
Banda Π^+				
$5/2, 7/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	250436.848	13.3630	8	1.8788
$5/2, 5/2 \rightarrow 3/2, 3/2$	250440.659	13.3645	6	1.5781
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 1/2$	250448.530	13.3657	4	1.4091
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 3/2$	250475.414	13.3657	4	0.4510
$5/2, 5/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	250482.939	13.3645	6	0.3007
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	250517.703	13.3657	4	0.0188
Banda Π^-				
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	250645.800	13.3966	4	0.0189
$5/2, 5/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	250708.245	13.3987	6	0.3018
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 3/2$	250753.140	13.3967	4	0.4527
$5/2, 7/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	250796.436	13.4017	8	1.8871
$5/2, 5/2 \rightarrow 3/2, 3/2$	250815.594	13.3988	6	1.5851
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 1/2$	250816.954	13.3967	4	1.4153

componente de menor energía del desdoblamiento Λ del nivel rotacional más bajo ($J = 1/2, n = 0$) tiene paridad positiva, por lo que pertenece a la serie Π^+ , como todas las componentes de menor energía del desdoblamiento Λ , mientras que las componentes de mayor energía del desdoblamiento forman la serie Π^- . Este ordenamiento de los niveles rotacionales (Figura 5.2), junto con la regla de selección para transiciones dipolares eléctricas hacen que únicamente sean posibles las transiciones entre niveles de paridades opuestas, lo que provoca la existencia de dos series de transiciones, las bandas Π^+ y Π^- , que conectan niveles Π^+ y Π^- respectivamente.

El átomo de nitrógeno tiene un spin nuclear distinto de cero ($I = 1$) así que entre el vector I de spin nuclear y el momento angular total J se induce un desdoblamiento de cada nivel rotacional simple en $2 \min(I, J) + 1$ niveles hiperfinos. Cada nivel hiperfino está caracterizado por un número cuántico F ($F = I + J$) que varía entre $|I - J|$ y $I + J$ con un peso estadístico $g_F = 2F + 1$. En el caso de NO, el desdoblamiento hiperfino se debe a la interacción del momento magnético y el momento cuadrupolar eléctrico del núcleo del nitrógeno con los electrones. Las reglas de selección para las transiciones dipolares eléctricas entre niveles hiperfinos

son $\Delta J = \pm 1$ y $\Delta F = 0, \pm 1$ de forma que cada transición entre los dos niveles rotacionales $J' - J'' = 3/2 - 1/2$ esta dividida en 5 componentes hiperfinas, y cada transición $J' - J'' = 5/2 - 3/2$ en 6.

En la tabla 5.1 se listan algunos de los parámetros espectroscópicos extraídos del catálogo JPL (Pickett et al., 1998) de las transiciones observadas en este trabajo. La estructura de niveles y transiciones se muestra gráficamente en la Figura 5.2.

5.2.2. Observaciones y resultados

Dado que en la banda de 2 mm solo hay dos grupos de transiciones de NO, fue necesario completar las observaciones extraídas del barrido espectral de NGC 253 con observaciones en 1.2 mm. De forma paralela a las observaciones descritas en la Sección 2.2, se sintonizaron los dos receptores SIS de 1 mm a frecuencias adyacentes en modo SSB. Con un ancho de banda de salida de 500 MHz por receptor, se utilizaron dos bancos de filtros espectrómetros de 512×1 MHz. A la frecuencia de observación la temperatura de sistema era ~ 1200 K y el tamaño del haz del telescopio $\sim 10''$.

Son tres los grupos de transiciones hiperfinas de la molécula de NO que se han detectado, dos de ellas pertenecientes a la serie Π^+ y una a la Π^- . Como muestra la Figura 5.3, la serie Π^- a 150 GHz se encuentra mezclada con una línea intensa de H_2CO . Todas las transiciones detectadas pertenecen al subestado $^2\Pi_{1/2}$. El subestado $^2\Pi_{3/2}$ no ha sido observado puesto que su nivel de menor energía está 180 K sobre el nivel fundamental, lo que hace que sea difícil poblar estos niveles dadas las condiciones físicas que prevalecen en el medio interestelar.

Las componentes hiperfinas no están resueltas a causa de la anchura de las líneas. Por esta razón, no es posible hacer un ajuste Gaussiano simple a estos perfiles. Se ha realizado un ajuste de estructura hiperfina (HFS) multicomponente cuyos resultados se muestran en la Tabla 5.2. Este ajuste consiste en la utilización de un grupo de perfiles Gaussianos con la misma anchura y con la posición e intensidad relativa fijada según los parámetros espectroscópicos de las transiciones. La Figura 5.3 mues-

Tabla 5.2: Resultados del ajuste HFS de las transiciones de NO.

ν (MHz)	Transición $J - J'$	$\int T_{\text{MB}} dv$ mK km s $^{-1}$	V_{LSR} km s $^{-1}$	$\Delta v_{1/2}$ km s $^{-1}$	T_{MB} mK
150176.5	$\frac{3}{2} - \frac{1}{2} \Pi^+$	4700 (700)	244	157	13.8
250436.8	$\frac{5}{2} - \frac{3}{2} \Pi^+$	3100 (320)	250	150	5.4
250796.4	$\frac{5}{2} - \frac{3}{2} \Pi^-$	2180 (330)	215	147	6.1

La transición y $\int T_{\text{MB}} dv$ corresponden al grupo completo de componentes hiperfinas, mientras que la T_{MB} y ν se refieren a la componente principal.

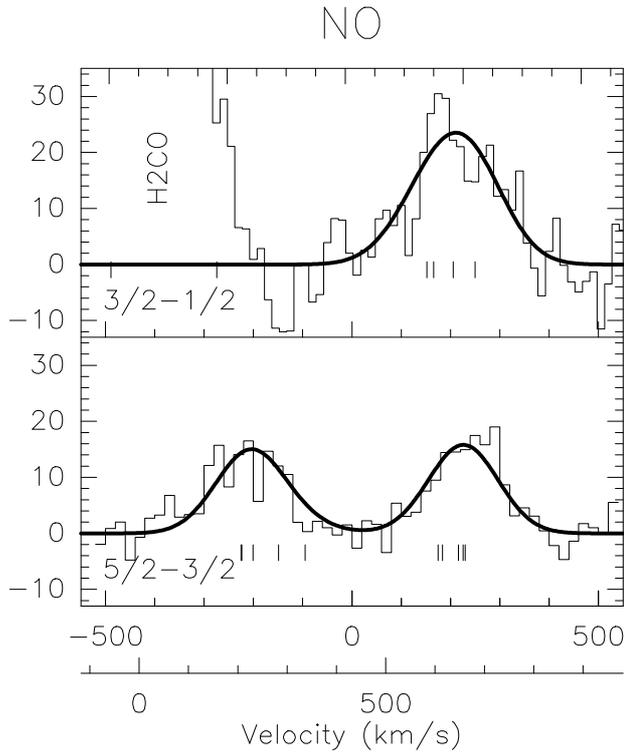


Figura 5.3: Espectros de los grupos de transiciones hiperfinas de NO detectadas. La posición de las diferentes componentes hiperfinas se indica con pequeños trazos. El resultado de los ajustes HFS se muestra superpuesto. La serie de niveles Π^- a 2 mm está oculta por la emisión de H_2CO . La resolución en velocidades es de 15 km s^{-1} . La escala en el eje Y es en mK (T_{MB}).

tra el resultado de los ajustes a cada una de estas series de componentes hiperfinas superpuestos a los espectros observados, donde se indica con pequeños trazos las posiciones de las componentes hiperfinas.

En el caso de la molécula de NO, hemos realizado un análisis de las observaciones para cada una de las series de niveles. El diagrama rotacional (Apéndice A) de la Figura 5.4, calculado a partir de los datos de todas las transiciones de estructura hiperfina ajustadas, es únicamente posible para el caso de la serie Π^+ por contar con dos grupos de transiciones. Los resultados del diagrama rotacional para esta serie son $N_{\text{NO}}(\Pi^+) = 5 \cdot 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ y $T_{\text{rot}} = 6.6 \text{ K}$.

Por el contrario, sólo disponemos de un grupo de transiciones de la serie Π^- , que no es suficiente para realizar un estudio mediante el diagrama de rotación. En este caso, debemos hacer una suposición sobre la temperatura de excitación del gas (T_{ex}) para poder aplicar la ecuación A.1 suponiendo $\tau \ll 1$ para cada una de las transiciones ajustadas. En principio, podemos pensar que las dos series de niveles proceden de la misma región de emisión, y por tanto, supondremos que las condiciones físicas serán las mismas para ambas. Así pues, consideraremos que $T_{\text{ex}} = T_{\text{rot}}$, siendo T_{rot} la temperatura obtenida en el diagrama rotacional para la serie Π^+ . De esta forma, aplicando la expresión A.1 con $T_{\text{ex}} = 6.6 \text{ K}$, obtenemos que $N_{\text{NO}}(\Pi^-) = 6 \cdot 10^{15} \text{ cm}^{-2}$. Este resultado está de acuerdo con los resultados del estudio de diferentes nubes de la Galaxia de Gerin et al. (1992), en el cual no se observan diferencias significativas entre las densidades de columna totales obtenidas con cada una de las series de transiciones.

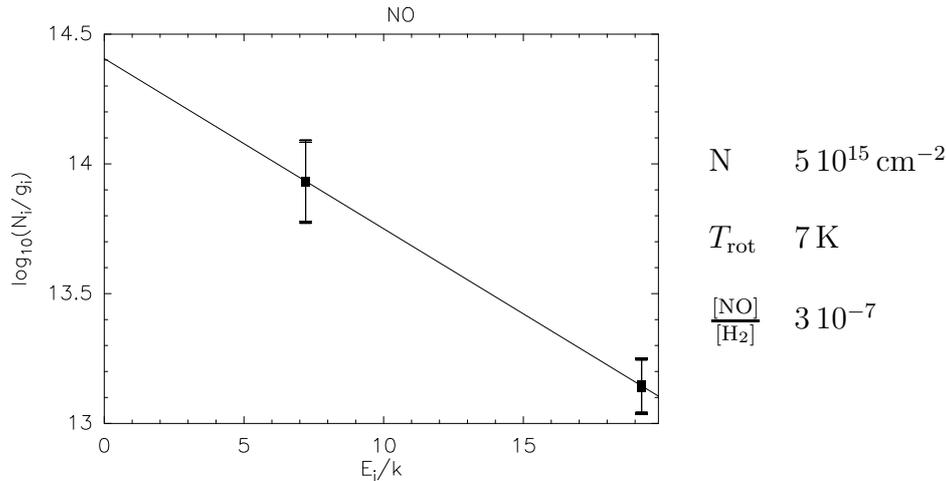


Figura 5.4: Diagrama de rotación de la serie Π^+ de NO. Cada punto incluye todas las transiciones HFS ajustadas. La línea recta representa el resultado del ajuste por mínimos cuadrados a los datos. A la derecha se muestran los parámetros obtenidos del diagrama.

5.2.3. El origen de la emisión de NO

Los modelos computacionales no predicen una pronunciada dependencia de la formación de la molécula de NO con la temperatura. Halfen et al. (2001) proponen el proceso de baja temperatura



sin barrera de activación, como la reacción más probable que conduce a la síntesis de NO. Además, la molécula de NO solo requiere densidades $n_{\text{H}_2} \sim 10^3 - 10^4 \text{ cm}^{-3}$ para alcanzar la termalización.

En la Tabla 5.5 se presenta una comparación entre las abundancias observadas tanto de NO como de NS en la región nuclear de NGC 253 y las medidas en nubes Galácticas prototipos de diferentes tipos de química. Se han seleccionado dos nubes oscuras para ilustrar la química ión-molécula asociada al gas quiescente, tres núcleos calientes como ejemplo de química asociada a los granos y frentes de choque, y una región de fotodisociación (PDR) dominada por la radiación UV procedente de estrellas en la secuencia principal.

La enorme abundancia de NO parece descartar la posibilidad de que la química del material molecular del núcleo de NGC 253 esté dominada por PDRs. Lo impresionante de la emisión de esta molécula es el hecho de que la densidad de columna media que medimos en una región de casi 200 pc de extensión es similar a los valores medidos en el centro de nubes moleculares Galácticas tanto frías como calientes (Tabla 5.5). Este resultado sugiere que la emisión de NO es verdaderamente extensa a lo largo de todo el núcleo de NGC 253. Los mapas de NO en el complejo molecular de Sgr B2 (Halfen et al., 2001) sugieren esta misma situación en la región central de

la Vía Láctea.

En cuanto al origen de la emisión de la molécula de NO, si procediese de nubes oscuras, todas las nubes en el núcleo de NGC 253 deberían ser semejantes a L134N. Sin embargo, esto contrastaría con lo que encontramos en la vecindad del sistema solar, donde la mayor parte de las nubes son del tipo de TMC-1. De cualquier forma, la falta de emisión de SiO en las nubes oscuras (Ziurys et al., 1989) y la abundancia de NO semejante a la observada en las regiones de formación estelar masiva de la Galaxia sugieren que mecanismos tales como los choques a gran escala juegan un papel importante en el origen de las abundancias observadas en NGC 253 (ver Capítulos 6 y 8). Como en el centro de nuestra Galaxia, la emisión de NGC 253 puede proceder del gas denso moderadamente caliente, como es el caso de la envoltura de Sgr B2 que presenta una química particular debido al paso de fuertes frentes de choque y/o a la irradiación por rayos X duros (Martín-Pintado 1997, 2000). Es interesante resaltar el hecho de que los modelos de química de rayos X predicen un incremento de la abundancia de NO, tal y como se observa en Sgr B2 y NGC 253. Tanto Sgr B2 como NGC 253 tienen unas abundancias de SiO y NO elevadas, lo cual sugiere un origen similar.

5.3. NS

5.3.1. Observaciones y resultados

La estructura de niveles de la molécula de NS es semejante a la de NO (ver sección 5.2.1). Siguiendo la nomenclatura encontrada en las referencias, hay un cambio en la notación de las diferentes series de niveles. Así, denominaremos e al equivalente de la serie Π^+ de NO y f al de la serie Π^- . Los parámetros espectroscópicos de las transiciones de NS observadas se resumen en la Tabla 5.4

Al igual que en el caso de NO, ha sido necesario completar las observaciones de NS procedentes del barrido de la banda a 2 mm del núcleo de NGC 253 con observaciones de otros grupos de transiciones en 3 y 1.5 mm. La configuración de estos receptores es similar a la descrita en la Sección 5.2.2. La temperatura de sistema era de ~ 150 K a 3 mm y ~ 400 K a 1.5 mm, con tamaños de haz de $20''$ y $10''$ respectivamente.

Se han detectado cinco grupos de transiciones hiperfinas de NS (Figura 5.5), tres de la serie f y dos de la serie e . Las transiciones de la serie e en 115 GHz están solapadas con la línea de la transición $J = 1 - 0$ de ^{12}CO . Se ha realizado un ajuste multicomponente como en el caso de los grupos de transiciones de NO. Los parámetros obtenidos de este ajuste se listan en la Tabla 5.3.

Sólo se han observado transiciones pertenecientes al subestado $^2\Pi_{1/2}$ de la molécula de NS debido a la elevada energía (320 K) a la que se encuentra el nivel inferior del subestado $^2\Pi_{3/2}$. La transición de NS a 1.5 mm (253 GHz) fue también observada junto con el resto de las líneas presentadas. Sin embargo no es sencillo discriminar si los perfiles observados son ondas estacionarias del sistema o perfiles reales de líneas.

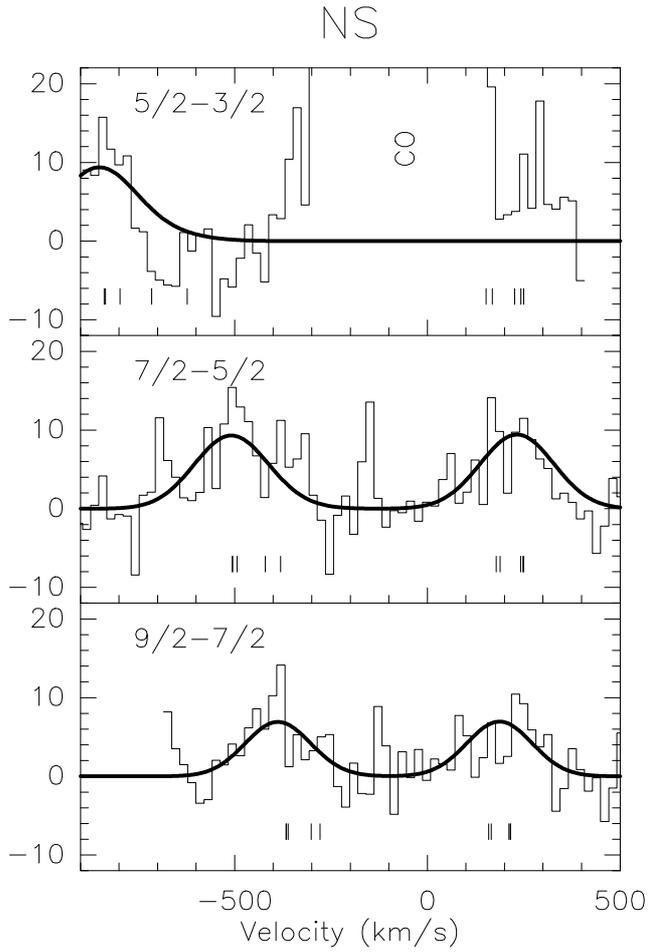


Figura 5.5: Espectros de los grupos de transiciones hiperfinas de NS detectadas. La posición de las diferentes componentes hiperfinas se indican con pequeños trazos. El resultado de los ajustes HFS se muestra superpuesto. La serie de niveles e a 3 mm está oculta por la emisión de ^{12}CO . La resolución en velocidades es de 20 km s^{-1} . La escala en el eje Y es en mK (T_{MB}).

Tabla 5.3: Resultados del ajuste HFS de las transiciones de NS

ν (MHz)	Transición $J - J'$	$\int T_{\text{MB}} dv$ mK km s $^{-1}$	V_{LSR} km s $^{-1}$	$\Delta v_{1/2}$ km s $^{-1}$	T_{MB} mK
115556.2	$\frac{5}{2} - \frac{3}{2} f$	3400 (500)	220 ^a	250 ^a	5.6
161297.2	$\frac{7}{2} - \frac{5}{2} e$	2500 (700)	199	224	4.3
161697.2	$\frac{7}{2} - \frac{5}{2} f$	3400 (600)	249	278	4.7
207436.2	$\frac{9}{2} - \frac{7}{2} e$	1500 (350)	220 ^a	250 ^a	2.2
207834.9	$\frac{9}{2} - \frac{7}{2} f$	1800 (350)	220 ^a	250 ^a	2.6

^a Parámetro fijo en el ajuste.

La transición y $\int T_{\text{MB}} dv$ corresponden al grupo completo de componentes hiperfinas, mientras que la T_{MB} y ν se refieren a la componente principal.

Tabla 5.4: Parámetros espectroscópicos de las transiciones hiperfinas de NS detectadas.

Transición $J', F' \rightarrow J'', F''$	Frecuencia (MHz)	$E_{J', F'}$ cm^{-1}	$g_{F'}$	$A_{J', F', J'', F''}$ ($10^{-6} s^{-1}$)
Banda <i>e</i>				
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	115443.242	6.9534	4	0.001204
$5/2, 5/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	115489.414	6.9549	6	0.028811
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 3/2$	115524.602	6.9534	4	0.028814
$5/2, 7/2 \rightarrow 3/2, 5/2$	115556.250	6.9571	8	0.235420
$5/2, 5/2 \rightarrow 3/2, 3/2$	115570.766	6.9549	6	0.149573
$5/2, 3/2 \rightarrow 3/2, 1/2$	115571.953	6.9535	4	0.089546
Banda <i>e</i>				
$7/2, 9/2 \rightarrow 5/2, 7/2$	161297.250	12.2952	10	0.278458
$7/2, 7/2 \rightarrow 5/2, 5/2$	161298.406	12.2965	8	0.205688
$7/2, 5/2 \rightarrow 5/2, 3/2$	161301.750	12.2975	6	0.149932
$7/2, 5/2 \rightarrow 5/2, 5/2$	161330.250	12.2976	6	0.018536
$7/2, 7/2 \rightarrow 5/2, 7/2$	161335.937	12.2965	8	0.018538
$7/2, 5/2 \rightarrow 5/2, 7/2$	161367.781	12.2975	6	0.000387
Banda <i>f</i>				
$7/2, 5/2 \rightarrow 5/2, 7/2$	161590.969	12.3473	6	0.000363
$7/2, 7/2 \rightarrow 5/2, 7/2$	161636.516	12.3488	8	0.017402
$7/2, 5/2 \rightarrow 5/2, 5/2$	161657.812	12.3473	6	0.017408
$7/2, 9/2 \rightarrow 5/2, 7/2$	161697.250	12.3508	10	0.261348
$7/2, 7/2 \rightarrow 5/2, 5/2$	161703.406	12.3488	8	0.193092
$7/2, 5/2 \rightarrow 5/2, 3/2$	161703.984	12.3473	6	0.140773
Banda <i>e</i>				
$9/2, 11/2 \rightarrow 7/2, 9/2$	207436.250	19.2145	12	0.140749
$9/2, 9/2 \rightarrow 7/2, 7/2$	207436.250	19.2158	10	0.111970
$9/2, 7/2 \rightarrow 7/2, 5/2$	207438.688	19.2170	8	0.088616
$9/2, 7/2 \rightarrow 7/2, 7/2$	207470.547	19.2170	8	0.005903
$9/2, 9/2 \rightarrow 7/2, 9/2$	207475.328	19.2158	10	0.005903
$9/2, 7/2 \rightarrow 7/2, 9/2$	207509.250	19.2170	8	0.000074
Banda <i>f</i>				
$9/2, 7/2 \rightarrow 7/2, 9/2$	207732.266	19.2800	8	0.000074
$9/2, 9/2 \rightarrow 7/2, 9/2$	207777.531	19.2815	10	0.005884
$9/2, 7/2 \rightarrow 7/2, 7/2$	207792.953	19.2800	8	0.005884
$9/2, 11/2 \rightarrow 7/2, 9/2$	207834.859	19.2834	12	0.140251
$9/2, 9/2 \rightarrow 7/2, 7/2$	207838.359	19.2815	10	0.111572
$9/2, 7/2 \rightarrow 7/2, 5/2$	207838.359	19.2800	8	0.088337

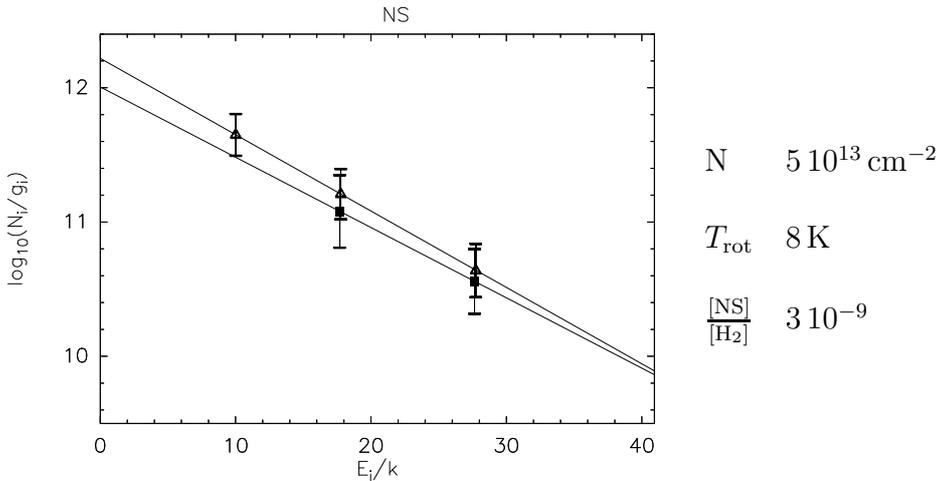


Figura 5.6: Diagrama de poblaciones realizado para cada una de las series de transiciones, e (cuadrados) y f (triángulos), de NS. Cada punto incluye todas las transiciones hiperfinas ajustadas. Las líneas representan el resultado del ajuste por mínimos cuadrados a los datos de cada serie. A la derecha se muestran los parámetros obtenidos del diagrama promediados para ambas series.

Además el ruido del espectro y la posible contaminación por parte de una línea de CH_3OH hacen imposible un ajuste fiable, dependiendo significativamente de la línea de base substraída al espectro. Por esta razón se decidió suprimir estos datos de este estudio.

Se ha trazado el diagrama de poblaciones para ambas series (Figura 5.6), obteniéndose una columna de densidad total y una temperatura rotacional para cada una. Los resultados que se derivan de los ajustes son $N_{\text{NS}}(e) = 4.4 \cdot 10^{13} \text{ cm}^{-2}$, $T_{\text{rot}}(e) = 8 \text{ K}$ y $N_{\text{NS}}(f) = 6.4 \cdot 10^{13} \text{ cm}^{-2}$, $T_{\text{rot}}(f) = 7.6 \text{ K}$. De igual forma que en el estudio de NO, no se observa una diferencia substancial entre los parámetros obtenidos con ambas series de transiciones.

5.3.2. El origen de la emisión de NS

La abundancia de NS en NGC 253 es mayor que en la mayoría de las regiones centrales de nubes oscuras y núcleos calientes (Tabla 5.5). Dado el gran momento dipolar y los relativamente altos coeficientes de Einstein (A_{ul}) de NS, se espera que trace un gas mucho más denso ($n_{\text{crit}} \sim 10^6 - 10^7 \text{ cm}^{-3}$) que moléculas tales como CO o NO. Estas altas densidades las encontramos en los núcleos calientes de las nubes moleculares gigantes y en algunas nubes oscuras. McGonagle & Irvine (1997), en su estudio de la excitación de NS en diferentes nubes moleculares, encontraron bajas temperaturas de excitación y abundancias moderadas en las regiones calientes y muy densas. Esto es debido a la elevada tasa de destrucción de este radical en las condiciones de los núcleos calientes ($n_{(\text{H}_2)} > 10^6 \text{ cm}^{-3}$, $T_k > 100 \text{ K}$). Los modelos de química de Viti et al. (2001) de núcleos calientes indican un incremento en la

abundancia de NS relativo a CS en presencia de un choque de tipo C (frente de choque con velocidades moderadas $<40\text{km s}^{-1}$ con campos magnéticos moderadamente intensos). Según estos modelos, la razón NS/CS constituye una huella indicadora del paso de un frente de choque en los núcleos calientes. La alta razón observada en el núcleo de NGC 253 (NS/CS \sim 0.4) obtenido teniendo en cuenta la abundancia $X(\text{CS})=4\ 10^{-9}$ (Mauersberger et al., 2003) está de acuerdo con la predicción de estos modelos, lo cual favorece los choques a gran escala como la explicación más plausible para la abundancia de NS en NGC 253. Merece la pena constatar que la razón NS/CS que derivamos es un orden de magnitud mayor que la razón medida por Hatchell & Viti (2002) en seis núcleos calientes dentro de la Galaxia.

5.4. Resumen y Conclusiones

Las moléculas de NO y NS, detectadas por primera vez en el medio interestelar extragaláctico, parecen mostrarse como moléculas de gran importancia en el estudio de la complejidad química de NGC 253. La detección de estas especies se ha confirmado mediante la observación de transiciones adicionales de las mismas en las

Tabla 5.5: Abundancias fraccionales de NO y NS comparadas con varios prototipos de nubes moleculares Galácticas.

Fuente	[NS]/[H ₂] 10 ⁻⁹	[NO]/[H ₂] 10 ⁻⁸
NGC 253	3	30
Nubes oscuras		
L134N	0.2–0.6 ^a	20 ^b
TMC-1	0.7–1.2 ^a	2.7 ^b
Núcleos Calientes		
Orión	0.4 ^c	30 ^b
Sgr B2 N	10 ^d	20 ^d
Sgr B2 M	0.03 ^d	30 ^d
PDRs		
Barra de Orión		0.2 ^e

$N(\text{H}_2) = 1.7\ 10^{22}\text{cm}^{-2}$ (Mauersberger et al., 2003).

^a McGonagle et al. (1994).

^b Gerin et al. (1992, 1993).

^c McGonagle & Irvine (1997).

^d Promediado en la fuente (Nummelin et al., 2001).

^e Jansen et al. (1995).

bandas atmosféricas de 3 y 1 mm.

La molécula de NO, cuya formación se ve favorecida en regiones irradiadas por rayos X, presenta la mayor abundancia de entre todas las especies detectadas en esta galaxia. Con una abundancia de $\sim 10^7$, la molécula de NO, después de la de CO, es la especie más abundante observada en el medio interestelar de la región nuclear de NGC 253. Esta abundancia observada en NGC 253 es semejante a la que se deriva en las regiones de formación estelar masiva de la Galaxia.

En cuanto a la molécula de NS, su abundancia parece incrementarse en regiones afectadas por choques de baja velocidad. La abundancia observada en NGC 253 y, en particular, la razón NS/CS, parece indicar la presencia de frentes de choque a gran escala en la región nuclear de esta galaxia.

Capítulo 6

La química del azufre

6.1. Introducción: Moléculas con S

La formación y evolución de las estrellas afecta de forma considerable la química del material molecular de su entorno. Un caso particularmente interesante es el de las moléculas que contienen azufre. Estas moléculas muestran un incremento de abundancia en los núcleos moleculares calientes, esto es, las condensaciones asociadas con la formación de proto-estrellas masivas. La idea más aceptada en relación a la formación de estas moléculas considera que, durante el colapso de la nube en las primeras fases de la formación estelar, una gran fracción del azufre existente en el medio se congela por acreción en los mantos de granos. Este azufre, mediante un proceso de hidrogenación, permanece en los granos en la forma de H_2S . Las altas temperaturas y los movimientos turbulentos en estos objetos producidos por las estrellas recién formadas provocan la evaporación y/o rotura de los mantos de granos, devolviendo el azufre en forma de H_2S a la fase gaseosa. Tras la evaporación, se cree que esta molécula desencadena una rápida química de alta temperatura en fase gaseosa que conduce a la formación en primer lugar de SO y SO_2 y posteriormente otras moléculas sulfúreas tales como CS y H_2CS (Charnley, 1997; Hatchell et al., 1998). La Figura 6.1 resume gráficamente las principales reacciones que tienen lugar entre algunas de las especies sulfúreas más notables.

Parece claro que la liberación de H_2S no se debe exclusivamente a una evaporación térmica sino que los choques también juegan un papel importante en la rotura de los mantos de granos (Hatchell & Viti, 2002). En regiones de formación de estrellas de baja masa, donde las temperaturas no son suficientemente altas para evaporar los mantos de granos, hay evidencias observacionales de que los choques pueden ser los responsables de la inyección de H_2S en la fase gaseosa procedente de los hielos (Buckle & Fuller, 2003). Las moléculas con azufre son consideradas una herramienta importante para estudiar la presencia de choques en regiones de formación de estrellas masivas. Los modelos de química son capaces de reproducir aproximadamente las abundancias observadas de las especies sulfúreas mas comunes en regiones de formación tanto de estrellas masivas como de baja masa (Hatchell et

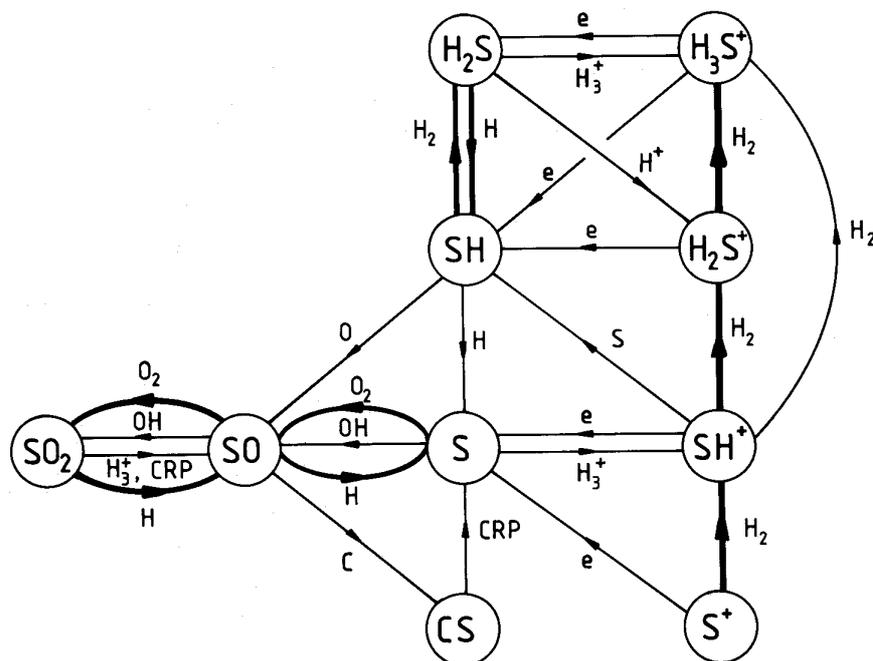


Figura 6.1: Principales reacciones en fase gaseosa entre las moléculas sulfúreas más notables. Las líneas gruesas indican reacciones endotérmicas y/o que tienen barreras energéticas. CRP se refiere a Protón de Rayos Cósmicos. Figura adaptada de Pineau des Forêts et al. (1993).

al., 1998; Buckle & Fuller, 2003).

En galaxias con brotes de formación estelar como NGC 253, únicamente las especies sulfúreas más abundantes tales como CS, OCS y SO habían sido observadas (Henkel & Bally, 1985; Petuchowski & Bennett, 1992; Mauersberger et al., 1995).

* * *

La adición de las nuevas moléculas detectadas en el barrido espectral a 2 mm de NGC 253, esto es SO₂, NS, H₂S y H₂CS (Capítulo 4), completa un grupo con todas las especies sulfúreas más abundantes observadas en fuentes Galácticas y que se incluyen en los modelos teóricos de química del azufre. Esto nos permite, por primera vez, un estudio completo de la química del azufre de una fuente extragaláctica, semejante a los llevados a cabo en las regiones de formación estelar de nuestra Galaxia.

En este Capítulo se presentan las observaciones de las principales especies moleculares que contienen azufre observadas en NGC 253. La mayor parte de estas observaciones pertenecen al barrido espectral presentado en el Capítulo 2. Para algunas especies, a saber, CS, OCS y NS, se incluyen transiciones adicionales observadas a otras frecuencias (Sección 6.2). En la Sección 6.3 se presenta el estudio de las

condiciones físicas derivadas de estas moléculas, junto con un estudio más detallado de la excitación de la molécula de CS. Se compara a continuación las abundancias moleculares derivadas para cada especie tanto con abundancias observadas en fuentes Galácticas (Sección 6.4) como con los resultados de los modelos teóricos de la química del azufre (Sección 6.5). Por último, en la Sección 6.6 se discuten las razones isotópicas observadas en el núcleo de NGC 253. La Sección 6.7 resume los principales resultados fruto del estudio de la química del azufre en NGC 253.

6.2. Observaciones

La mayor parte de las observaciones presentadas en este capítulo (ver Tabla 6.1), en particular todas las transiciones en la banda de 2 mm, forman parte del barrido espectral de NGC 253 presentado en el Capítulo 2.

Las transiciones $J = 4 - 3$ de CS y las $J = 7 - 6$ y $8 - 7$ de OCS fueron observadas con el telescopio de 30 m de IRAM de igual forma que el barrido espectral. El modo de observación utilizado es semejante al descrito en la Sección 2.2. Como espectrómetros se utilizaron los bancos de filtros 256×4 MHz para las transiciones en la banda de 1 mm y los bancos de filtros 512×1 MHz para las de la banda de 3 mm. Las transiciones $J = 2 - 1$ y $5 - 4$ de CS fueron observadas con el telescopio de 15 m SEST (Swedish-ESO Submillimetre Telescope) en la Silla, Chile. Las observaciones se realizaron en modo *dual beam switch*, con un cambio de la posición del haz del telescopio de $11.8'$ en azimut. Se utilizaron los espectrómetros acusto-ópticos con una resolución espectral de 1.4 MHz. El tamaño del haz de los telescopio oscilaba entre $29''$ (a 85 GHz) y $12''$ (a 196 GHz) para el telescopio de 30 m y entre $51''$ (a 98 GHz) y $21''$ (a 244 GHz) para el SEST. En ambos telescopios, los receptores se sintonizaron en banda simple con un rechazo de la banda imagen mayor de 10 dB. La calibración de los espectros se realizó con un sistema de doble carga.

La Figura 6.2 muestra las líneas observadas de CS y dos de sus sustituciones isotópicas (^{13}CS y C^{34}S), H_2S , SO , SO_2 , H_2CS y OCS , junto con los correspondientes perfiles Gaussianos ajustados superpuestos a los espectros.

6.3. Resultados

La mayor parte de las líneas más intensas observadas presentan dos componentes de velocidad provenientes de los complejos de nubes moleculares situados a ambos lados del núcleo de NGC 253 (Mauersberger et al., 1996), aproximadamente a $\sim 5''$ NE (la componente de 180 km s^{-1}) y a $\sim 5''$ SW (la componente de 280 km s^{-1}) tal y como se revela en los mapas interferométricos (Peng et al., 1996; García-Burillo et al., 2000).

Los parámetros derivados de los ajustes Gaussianos a los perfiles observados se muestran en la Tabla 6.1. Aunque la mayor parte de las transiciones del isótopo principal de CS habían sido publicadas anteriormente (Mauersberger & Henkel,

Tabla 6.1: Parámetros derivados de los ajustes Gaussianos a las líneas observadas.

Molécula	ν (MHz)	Transición $J - J'$	$\int T_{\text{MB}} dv$ (mK km s ⁻¹)	v_{LSR} (km s ⁻¹)	$\Delta v_{1/2}$ (km s ⁻¹)	T_{MB} (mK)	rms ^b (mK)
CS	97981.0	2 - 1	4400 (500)	172	96	43.4	5.2
			8200 (500)	290	116	66.5	
	146969.0	3 - 2	11900 (200)	185	100	111.2	4.1
			13700 (200)	288	117	110.3	
	195954.2	4 - 3	11500 (400)	185 ^a	100	108.2	7.0
13400 (500)			288 ^a	121	104.5		
244935.6	5 - 4	4400 (400)	158	107	38.2	10.8	
		5400 (130)	262	108	46.7		
C ³⁴ S	144617.1	3 - 2	3000 (300)	188	105	27.1	1.4
			1500 (300)	284	86	16.1	
¹³ CS	138739.3	3 - 2	550 (70)	188	70	7.4	1.9
			390 (50)	274	70 ^a	5.2	
C ³³ S	145755.8	3 - 2	< 600	< 3.5	2.8
SO	138178.6	4 ₃ - 3 ₂	1400 (200)	180	73	17.8	2.1
			1100 (200)	274	88	11.6	
	158971.8	3 ₄ - 2 ₃	700 (200)	180 ^a	92	7.2	2.9
SO ₂	134004.8	8 _{2,6} - 8 _{1,7}	1000 (200)	274 ^a	84	11.4	
			300 (70)	242	91	3.1	
			740 (160)	245 ^a	140 ^a	4.2	
			510 (60)	248	115	4.1	
			800 (170)	241	148	5.1	
			590 (170)	225	158	3.5	
			640 (...)	248 ^a	115 ^a	5.2	
900 (...)	248 ^a	115 ^a	7.4				
H ₂ S	168762.8	1 _{1,0} - 1 _{0,1}	1520 (180)	180	100	14.3	4.7
			2250 (80)	275	88	23.9	
H ₂ CS	135297.8	4 _{1,4} - 3 _{1,3}	1040 (90)	221	158	6.2	1.4
			1340 (150)	221	176	7.2	2.0
OCS	85139.1	7 - 6	1100 (300)	212 ^a	210 ^a	5.1	2.7
			1080 (120)	214	219	4.6	1.8
	133785.9	11 - 10	1220 (130)	212	200	5.8	1.3
			580 (170)	212 ^a	210 ^a	2.6	1.4

^aParámetro fijo en el ajuste.^bValores del rms en escala T_{mb} y promediado en canales de 10 km s⁻¹ de anchura.

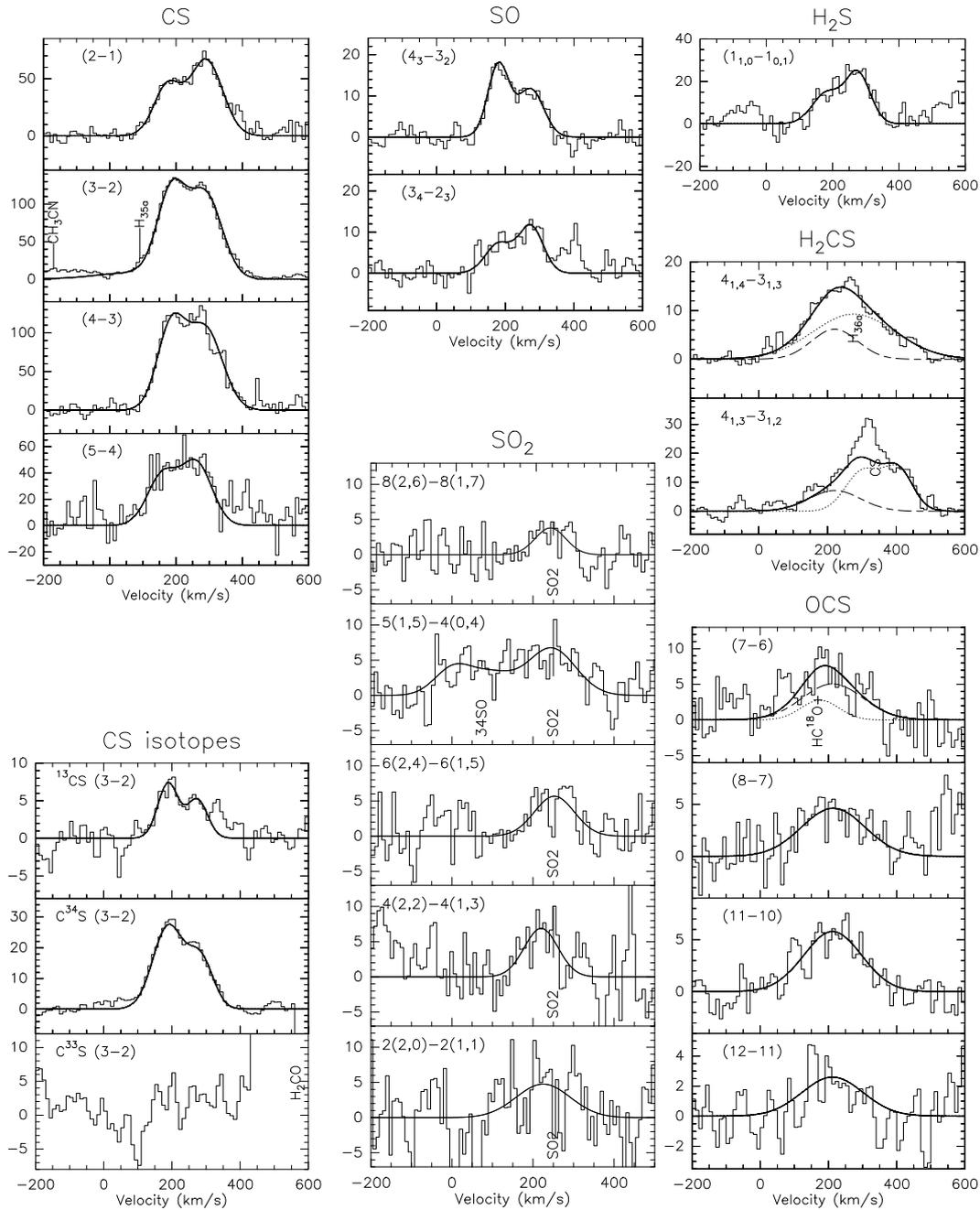


Figura 6.2: Ajustes Gaussianos a las transiciones detectadas de H_2S , CS, ^{13}CS , C^{34}S , SO, H_2CS , OCS y SO_2 en la región nuclear de NGC 253 ($\alpha_{J2000} = 00^{\text{h}}47^{\text{m}}33^{\text{s}}.4$, $\delta_{J2000} = -25^{\circ}17'23''$). La resolución en velocidades se ha promediado a 10 km s^{-1} . La escala de intensidades se da en T_{MB} (mK). La figura para H_2CS muestra en línea discontinua el ajuste a las transiciones de H_2CS , en línea de puntos, los perfiles de la emisión estimada de $\text{H}36\alpha$ y CS, y en línea de trazo grueso el ajuste total a la línea observada. De igual forma, la figura para la transición $J = 7 - 6$ de OCS muestra la emisión calculada de HC^{18}O^+ en línea de puntos.

1989a; Henkel et al., 1993), la razón señal-ruido obtenida en nuestros datos permiten separar por primera vez las dos componentes de velocidad principales en los perfiles de las líneas. La transición $J = 7 - 6$ de OCS se observa solapada a la línea $J = 1 - 0$ de HC^{18}O^+ (ver Figura 6.2). Las observaciones de la línea $J = 2 - 1$ de HC^{18}O^+ a 170 GHz en el barrido de 2 mm nos permitió estimar la contribución de la transición $J = 7 - 6$ al perfil observado, asumiendo ETL y suponiendo una temperatura $T_{ex} \sim 12$ K. Los detalles observacionales de las líneas a 2 mm se recogen en el Capítulo 2.

El tamaño de la fuente que se asume con el fin de calcular los parámetros físicos del material molecular es de $20''$ para la región de emisión tal y como se deriva en la Sección 3.2.

6.3.1. Aproximación ETL

Los diagramas de población de CS y OCS se muestran en la Figura 6.3. En el caso de CS, se muestran los diagramas rotacionales para las dos componentes de velocidad a 180 y 280 km s^{-1} y se deriva una temperatura rotacional $T_{rot} \sim 10$ K semejante para ambas componentes. En este diagrama, la población del nivel $J = 2$, claramente sobre el ajuste lineal al resto de niveles, constituye una evidencia de la presencia de una componente de menor temperatura con $T_{rot} \sim 5$ K que puede ser explicada por la región mucho mayor abarcada por el haz de $51''$ del telescopio SEST.

Tal y como se deriva más adelante, la emisión de CS es moderadamente ópticamente espesa. El efecto de la opacidad en los diagramas rotacionales resultaría en un ligero incremento de las temperaturas derivadas. Se obtendrían de esta forma temperaturas de ~ 13 K y ~ 8 K para las dos componentes que se describen. Para determinar la densidad de columna de CS presentada en la Tabla 3.1 se ha utilizado la emisión ópticamente delgada de uno de sus isótopos, ^{13}CS . En el caso de OCS, se deriva una $T_{rot} \sim 16$ K. La estimación de la densidad de columna de OCS en la Tabla 6.2 está de acuerdo con la derivada por Mauersberger et al. (1995) si se tiene en cuenta el tamaño de fuente diferente utilizado en cada caso. Dado que solo disponemos de una transición de H_2S y que las dos líneas observadas de H_2CS tienen el mismo nivel de energía superior, necesitamos asumir una temperatura de excitación para estas especies. Teniendo en cuenta que los coeficientes de Einstein de estas transiciones son similares a los de CS y SO_2 , podemos tomar la temperatura de 12 K para estas moléculas, semejante a las temperaturas derivadas para CS y SO_2 . Tanto los diagramas rotacionales como el cálculo de los parámetros físicos de SO, SO_2 y NS se presentan en el Capítulo 3.

La Tabla 6.2 muestra las densidades de columna, temperaturas rotacionales y abundancias fraccionales relativas a H_2 para todas las moléculas sulfúreas detectadas en el núcleo de NGC 253.

Podemos utilizar las líneas de CS y sus substituciones isotópicas, ^{13}CS y C^{34}S , para estimar las abundancias de los isótopos de azufre en la región nuclear de NGC 253.

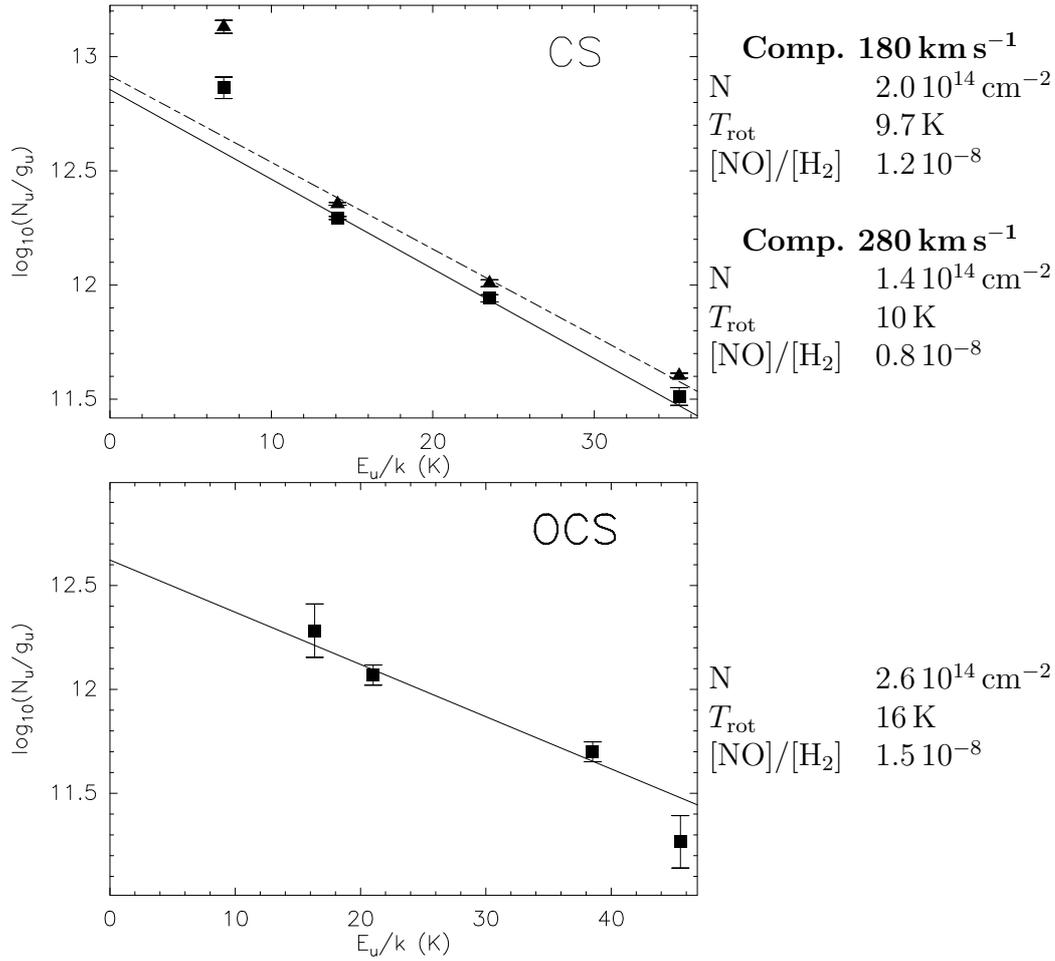


Figura 6.3: Diagramas rotacionales para las moléculas de CS y OCS. Para CS, la componente de 180 km s⁻¹ se representa con cuadrados y línea continua, y la componente de 280 km s⁻¹ con triángulos y línea discontinua.

Dado que las transiciones $J = 3 - 2$ de CS, ¹³CS, y C³⁴S se observaron con el mismo telescopio (i.e. con tamaños de haz semejantes) podemos comparar directamente la razón de intensidades de línea observadas entre ¹²CS y ¹³CS de 21 ± 3 con la razón ¹²C/¹³C = 40 ± 10 estimada por Henkel et al. (1993). Suponemos para esta comparación que la razón de intensidades ¹²CS/¹³CS refleja la razón de abundancias ¹²C/¹³C.

Si suponemos que se cumple la aproximación de Rayleigh-Jeans y que la temperatura de radiación de fondo es despreciable, la intensidad de línea de una transición se puede escribir como

$$T_B = T_{\text{ex}} (1 - e^{-\tau}), \quad (6.1)$$

Tabla 6.2: Parámetros físicos derivados para cada especie.

Molécula	N (10^{13}cm^{-2})	T_{rot} (K)	$[X]/[\text{H}_2]^a$ 10^{-9}
CS ^b (180 km/s)	20	9.7(0.4)	12
(280 km/s)	14	10 (0.2)	8.2
SO (180 km/s)	3	23(14)	2
(270 km/s)	2.5	23	1.5
SO ₂	7	14(9)	4
H ₂ S (180 km/s)	2.4	12	1.4
(270 km/s)	3.6	12	2.1
H ₂ CS	4.6	12	2.7
OCS	26	16(2)	15
NS	5	8(1)	3

Las densidades de columna están promediadas en la fuente considerando una región emisora de $20''$.

^a Se asume $N(\text{H}_2) = 1.7 \cdot 10^{22}\text{cm}^{-2}$ de Mauersberger et al. (2003).

^b Densidad de columna derivada utilizando la línea ópticamente delgada $J = 3 - 2$ de ^{13}CS y asumiendo la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}=40$ (Henkel et al., 1993).

donde τ denota la profundidad óptica de la transición. Suponiendo que ambos isótopos tienen las mismas condiciones de excitación, la razón entre la transición $J = 3 - 2$ de ^{12}CS y ^{13}CS puede escribirse como

$$\frac{T_{\text{B}}^{12}}{T_{\text{B}}^{13}} = \frac{(1 - e^{-\tau^{12}})}{(1 - e^{-\tau^{13}})} \stackrel{\tau^{13} \ll 1}{=} \frac{(1 - e^{-\tau^{12}})}{\tau^{13}}. \quad (6.2)$$

La profundidad óptica es proporcional a los parámetros espectroscópicos de cada transición y a la densidad de columna en la forma

$$\tau \propto \nu^3 A_{ij} N_i (e^{h\nu/kT_{\text{ex}}} - 1), \quad (6.3)$$

con lo que la razón de las profundidades ópticas de ambas transiciones puede escribirse como

$$\frac{\tau^{12}}{\tau^{13}} = \frac{(\nu^{12})^3 A_{ij}^{12} N_i^{12} (e^{h\nu^{12}/kT_{\text{ex}}} - 1)}{(\nu^{13})^3 A_{ij}^{13} N_i^{13} (e^{h\nu^{13}/kT_{\text{ex}}} - 1)}, \quad (6.4)$$

donde N^{12}/N^{13} es la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ mencionada previamente. La similitud de los parámetros espectroscópicos de las dos transiciones implican que $\tau^{12} \sim 40 \tau^{13}$.

Sustituyendo esta igualdad en la ecuación 6.2

$$\frac{T_{\text{B}}^{12}}{T_{\text{B}}^{13}} = \frac{40(1 - e^{-\tau^{12}})}{\tau^{12}} \quad (6.5)$$

de donde podemos derivar una profundidad óptica ~ 1.4 para la transición $J = 3 - 2$ de ^{12}CS .

Por otra parte, a partir de las razones de las líneas de los otros dos isótopos observados, podemos estimar las razones isotópicas $^{32}\text{S}/^{34}\text{S}$ y $^{34}\text{S}/^{33}\text{S}$. Con la relación de intensidades líneas $^{13}\text{CS}/\text{C}^{34}\text{S}$ observada y utilizando la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ podemos calcular la razón de abundancias $^{32}\text{S}/^{34}\text{S} = 8 \pm 2$. De igual forma, la no detección de la línea de C^{33}S nos permite estimar un límite inferior 3σ a la razón $^{34}\text{S}/^{33}\text{S}$ de 9.

6.3.2. Aproximación no-ETL

Las intensidades de línea, corregidas por la dilución del haz, de las cuatro transiciones observadas de CS y de las líneas $J = 3 - 2$ de ^{13}CS y C^{34}S se han comparado con los resultados de los modelos de excitación de CS en los que se utilizó la aproximación LVG (*Large Velocity Gradient* o Gran Gradiente de Velocidad). Para estos cálculos no-ETL se tomaron como parámetros una anchura de línea de 100 km s^{-1} y una temperatura cinética $T_{\text{kin}} = 100 \text{ K}$ (semejante a la temperatura rotacional de $100\text{--}142 \text{ K}$ derivada de las medidas de NH_3 de Mauersberger et al. (2003)). La Figura 6.4 muestra gráficamente los resultados de este modelo sobre los que se representan las líneas observadas y las razones entre líneas. La región gris corresponde al mejor ajuste a las intensidades de línea observadas, calculado minimizando la función χ^2 reducida tal y como se describe en Nummelin et al. (2000). La Tabla 6.3 muestra los parámetros físicos derivados del mejor ajuste a estos modelos. Las densidades de columna de CS obtenidas son un factor 2 menores que las derivadas a partir del isótopo ^{13}CS asumiendo condiciones ETL (ver Tabla 3.1).

La densidad volumétrica de H_2 derivada de este análisis depende apreciablemente de la temperatura cinética asumida como se observa en la Figura 6.5. De esta forma, una T_{kin} de 50 K o 25 K resultaría en densidades de H_2 un factor 2 y 4 mayores respectivamente. La elección de T_{kin} , por el contrario, no tiene prácticamente efecto alguno sobre la determinación de la densidad de columna de CS (ver Figura 6.5).

Tabla 6.3: Resultados de los modelos LVG de CS.

Velocity Componente	T_{kin}^a K	ΔV^a km s^{-1}	$N(\text{CS})$ cm^{-2}	$n(\text{H}_2)$ cm^{-3}
180 km s^{-1}	100	100	5.7×10^{13}	2.2×10^5
280 km s^{-1}	100	100	5.7×10^{13}	2.4×10^5

^a Parámetros de entrada del modelo.

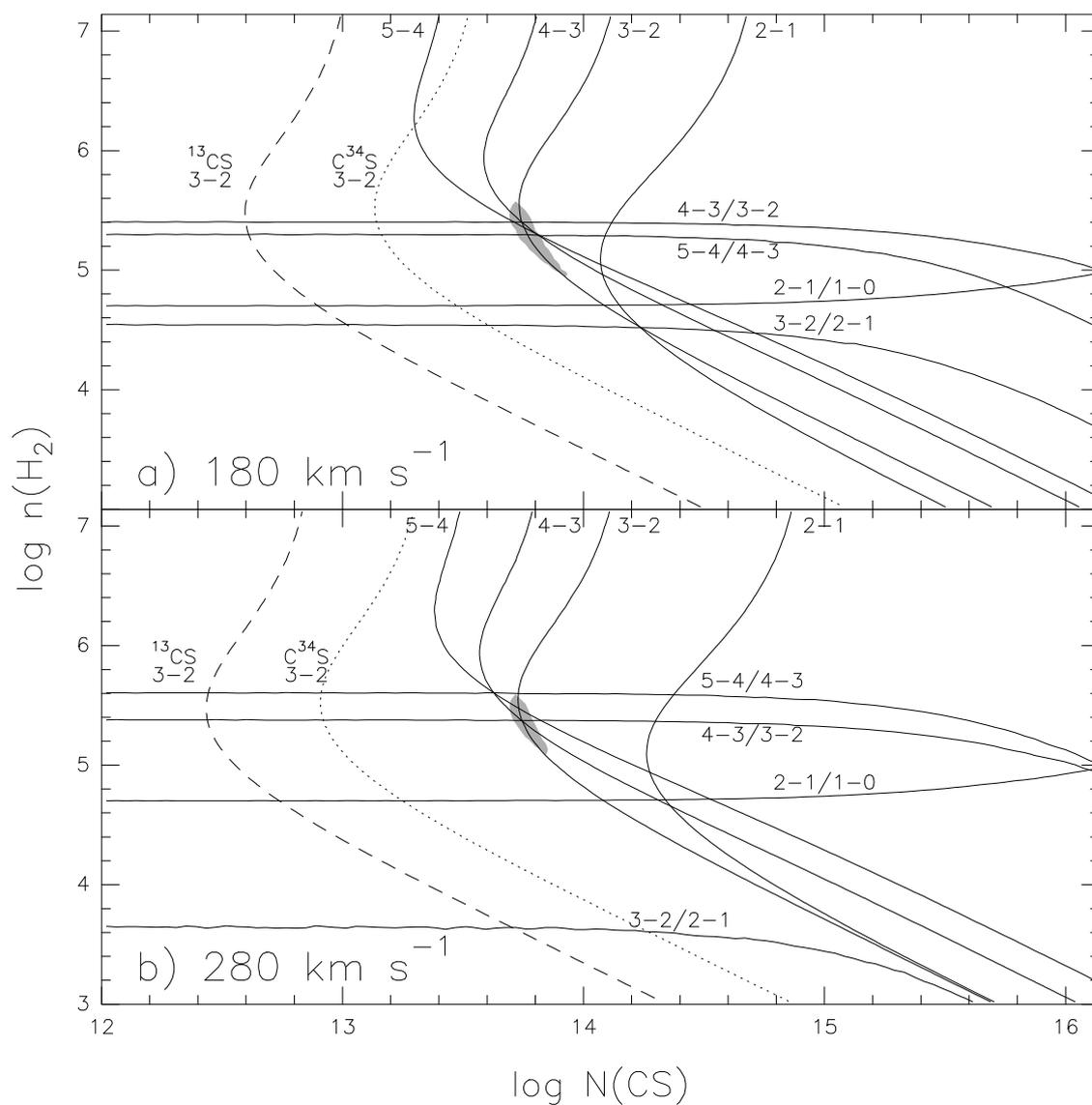


Figura 6.4: Resultados de los modelos LVG para las transiciones observadas de CS y las líneas $J = 3 - 2$ de los isótopos ^{13}CS y C^{34}S para una $T_{\text{kin}}=100 \text{ K}$ como función de la densidad de H_2 y la densidad de columna de CS. Las líneas muestran las intensidades de línea y las razones entre las líneas etiquetadas correspondientemente. La razón $2 - 1/1 - 0$ se ha obtenido de las medidas de Paglione et al. (1995). El mejor ajuste a las intensidades de línea de CS que minimiza la función χ^2 reducida se muestra en gris y corresponde a la región de probabilidad 99.5% de encerrar los parámetros verdaderos.

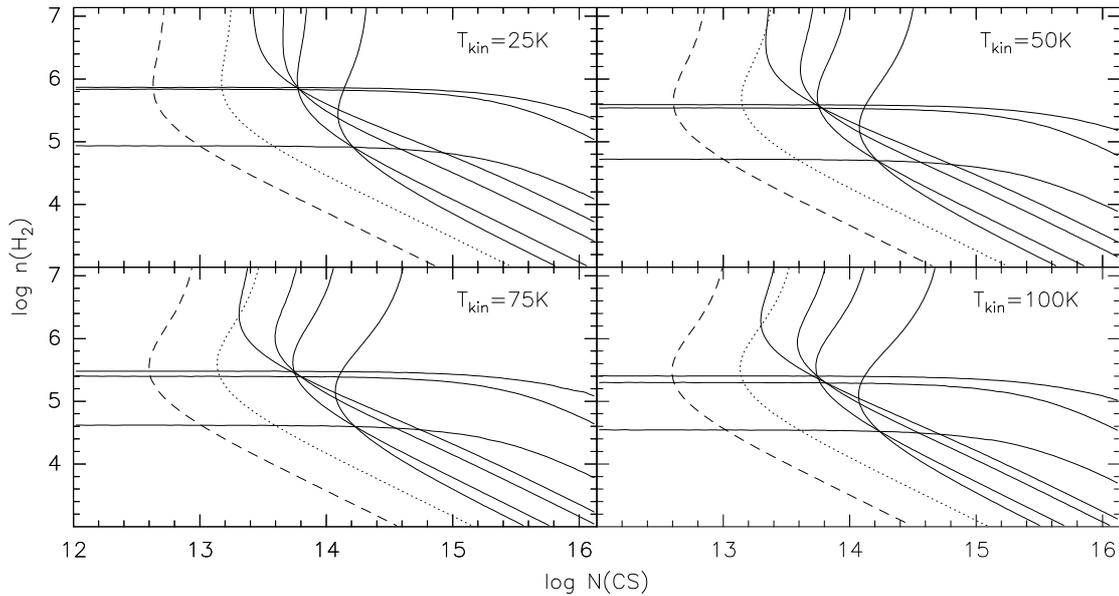


Figura 6.5: Resultados de los modelos LVG para temperaturas cinéticas de 25 K, 50 K, 75 K y 100 K, con los datos observacionales de la componente de velocidad de 180 km s^{-1} .

Tal y como muestra la Figura 6.4(a), el resultado obtenido del modelo LVG para la componente de 180 km s^{-1} se explica mejor si se consideran varias componentes de gas con diferentes densidades presentes en la región cubierta por el haz del telescopio. Una componente de mayor densidad ($n(\text{H}_2) \sim 4 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$) explicaría las intensidades de las transiciones con niveles superiores $J_u = 5, 4, 3$, y una componente de menor densidad ($n(\text{H}_2) \sim 6 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$) con una densidad de columna 3 veces mayor explicaría las transiciones con J menor. La razón entre las transiciones $J = 2-1$ y $1-0$ igual a 1.5 derivada por Paglione et al. (1995), también representada en la Figura 6.4, apoya la interpretación de una doble componente. Una situación semejante se observa para la componente de 280 km s^{-1} . Sin embargo, como se ve en la Figura 6.4(b) la intensidad de la línea $2-1$ es más intensa de lo que se espera, lo que se debe probablemente tanto a la posición de observación como del tamaño del haz de $51''$ del telescopio SEST.

A partir de los cálculos de no-equilibrio podemos también estimar las razones $\text{C}^{32}\text{S}/\text{C}^{34}\text{S} = 4-9$ y $^{12}\text{CS}/^{13}\text{CS} = 22-35$ para las componentes de velocidad de 180 y 280 km s^{-1} respectivamente. La razón de intensidades $^{12}\text{CS}/^{13}\text{CS}$ obtenida para la componente de 180 km s^{-1} resulta ser la mitad de la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ estimada por Henkel et al. (1993), mientras que la obtenida para la componente de 280 km s^{-1} es similar al ese valor. Esta diferencia puede ser explicada por el hecho de que las observaciones de ^{13}CS en Henkel et al. (1993) se tomaron en una posición $\sim 6''$ más cercana a la posición del pico de emisión de la componente de 280 km s^{-1} . Este hecho explica parcialmente la ligera discrepancia entre el resultado para la densidad

de columna de CS en la aproximación ETL, en la que se usa la razón $^{12}\text{CS}/^{13}\text{CS} = 40$, y la obtenida en aproximación no-ETL.

6.4. Abundancias moleculares

A partir de los cálculos en condiciones de ETL descritos en la Sección 6.3.1 encontramos que la mayor parte de las especies sulfúreas detectadas en la región nuclear de NGC 253 presentan una abundancia relativa a H_2 similar de unos pocos 10^{-9} (ver Tabla 6.2). Únicamente las moléculas de CS y OCS presentan abundancias un factor ~ 5 mayores que el resto de especies. Con el fin de entender el mecanismo dominante en la química del medio nuclear de NGC 253 hemos resumido en la Tabla 6.4 las abundancias fraccionales de todas las moléculas sulfúreas detectadas en esta galaxia con brote de formación estelar junto con las abundancias observadas en fuentes Galácticas seleccionadas prototipos de diferentes tipos de química. Esta comparación es significativamente más completa en términos de fuentes de comparación que la presentada en el Capítulo 5. Se presentan igualmente en la Tabla 6.4 determinadas razones de abundancias entre moléculas seleccionadas.

Razones de abundancias tales como $\text{H}_2\text{S}/\text{SO}_2$ y CS/SO_2 se pueden utilizar para establecer el papel de la fotodisociación en la química de NGC 253. Se observa que la abundancia de SO_2 en PDRs es mucho menor que la que se encuentra en NGC 253. La razón SO/SO_2 resulta particularmente instructivo. Esta razón resulta ser ~ 100 en PDRs lo que resulta ser 2 ordenes de magnitud mayores que en NGC 253 sugiriendo que la fotodisociación no juega el papel principal en la química de esta región nuclear.

Por lo que se refiere a las nubes oscuras, la comparación con NGC 253 evidencia una baja abundancia de OCS. La razón OCS/SO es de 0.1 y 0.4 en L134N y TMC-1, respectivamente, mientras que medimos ~ 4 en NGC 253. De igual forma, las razones SO_2/SO y $\text{H}_2\text{S}/\text{SO}$ de ~ 0.2 y ~ 0.05 , respectivamente medidas en ambas nubes oscuras son significativamente menores que las correspondientes razones de ~ 1 observadas en NGC 253. Así pues, el material molecular en forma de nubes oscuras tales como L134N y TMC-1 no parecen dominar la composición molecular del núcleo de NGC 253.

La química de choques de alta velocidad debido a flujos moleculares también parece diferir de la química encontrada en NGC 253. La razón OCS/SO medida en estas fuentes es dos órdenes de magnitud menor que en NGC 253, mientras que la razón $\text{CS}/\text{H}_2\text{S}$ es tres órdenes de magnitud menor. La alta abundancia de H_2S , igual que las bajas abundancias de moléculas tales como CS, OCS, y H_2CS en los flujos moleculares locales, no se observa en NGC 253.

En cuanto a los núcleos calientes, las abundancias moleculares varían significativamente entre diferentes fuentes Galácticas. Estas diferencias observadas entre núcleos calientes es justificable debido a los diferentes estados evolutivos de cada objeto. Tal y como se muestra en la Tabla 6.4, las razones de abundancias en el

Tabla 6.4: Abundancias fraccionales y razones de abundancias de las moléculas sulfúreas en diferentes medios.

Molécula	Núcleos Calientes		Nubes del Centro Galáctico		Nubes oscuras		PDRs		Choques	
	NGC	Sgr B2	Sgr B2	Sgr B2	L134N	TMC-1	Orion	Orion	Orion	Plateau
253	(N) ^(a)	(OH) ^(c)	(envoltura) ^(d)	(OH) ^(c)	(e)	(e)	(f)	(f)	(b)	(h)
H ₂ S	4	0.2 ^(g)	5000 ^(h)	...	1.5	<0.5	6	6	4000 ^(h)	
CS	20	...	6	...	11	10	20	20	4	
NS	3 ⁽ⁱ⁾	10	0.4 ^(j)	...	2.1	1 ^(k)	
SO	4	20	190	4.4	6	5	9	9	200	
H ₂ CS	3	20	0.8	6	5	3	8	
OCS	15	2	11	21	53	2	10	
SO ₂	4 ⁽ⁱ⁾	30	120	5.8	5.4	<1	0.1	0.1	100	
H ₂ S/SO	1	0.01	26	...	0.25	<0.1	0.7	0.7	20	
CS/SO ₂	5	...	0.005	...	2	<10	200	200	0.04	
SO ₂ /SO	1	1.5	0.6	1.3	0.9	<0.2	0.01	0.01	0.5	
OCS/SO	3.75	0.1	0.06	4.8	8.8	0.1	0.05	
CS/H ₂ S	5	...	0.001	...	7.3	>20	3.3	3.3	0.001	

Abundancias en unidades de 10⁻⁹.

Referencias.-

- (^a) Nummelin et al. (2000)
(^b) Sutton et al. (1995)
(^c) Cummins et al. (1986) asumiendo $N(\text{H}_2) = 1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$
(^d) Martín et al. en preparación.
(^e) Ohishi et al. (1992)
(^f) Jansen et al. (1995)
(^g) Minh et al. (1991)
(^h) Minh et al. (1990)
(ⁱ) Martín et al. (2003)
(^j) McGonagle & Irvine (1997)
(^k) McGonagle et al. (1994)

núcleo caliente de Orion no coinciden en su mayoría con las de NGC 253. Por el contrario, las abundancias relativas de gran parte de las especies en SGR B2(N) son similares a las que encontramos en NGC 253 excepto por la baja abundancia de H_2S y OCS con respecto a las demás moléculas. La razón OCS/SO es prácticamente dos órdenes de magnitud menor en ambos núcleos calientes que en NGC 253. Además de esto, las bajas temperaturas rotacionales ($T_{\text{rot}} < 25\text{K}$) derivadas para todas las moléculas sulfúreas en NGC 253 sugiere que la emisión observada no puede provenir de los núcleos calientes donde se esperan temperaturas rotacionales mucho más elevadas ($T_{\text{kin}} > 70\text{K}$).

El estudio de las moléculas de NO y NS presentado en el Capítulo 5 sugiere que las abundancias de estas especies son similares a las encontradas en la envoltura del complejo molecular de Sgr B2. Por esta razón, en la Tabla 6.4 se incluyen, junto al resto de fuentes prototipo, dos posiciones diferentes en la envoltura de Sgr B2. La primera posición, denominada Sgr B2(OH), esta situada $30''$ al sur de la posición del núcleo caliente Sgr B2(M), y la segunda $100''$ al noreste de Sgr B2(M). Se observa que las abundancias de SO_2 , SO y H_2CS en las nubes del Centro Galáctico están de acuerdo con las observadas en NGC 253. De igual forma, la razón de abundancias OCS/SO de 5 y 9 es similar a la de ~ 4 en NGC 253.

El estudio de la química del azufre en la región nuclear de NGC 253 parece indicar una química similar a la encontrada en la envoltura de Sgr B2 donde los choques de baja velocidad son considerados el mecanismo de calentamiento principal del material molecular (Flower et al., 1995; Martín-Pintado et al., 1997, 2001). Las bajas temperaturas rotacionales derivadas para todas las moléculas sulfúreas en NGC 253 están de acuerdo con las derivadas por Cummins et al. (1986) en la envoltura de Sgr B2. Estos resultados apoyan la idea de que los choques de baja velocidad a gran escala son el principal mecanismo que domina la química del material molecular interior del núcleo de NGC 253. Esta idea es consistente con las altas temperaturas rotacionales derivadas a partir de NH_3 y las grandes abundancias observadas de SiO (García-Burillo et al., 2000; Mauersberger et al., 2003).

6.5. Modelos de química del S

Con el fin de alcanzar un conocimiento más profundo de la química dominante alrededor de la región central de NGC 253, se comparan a continuación los resultados presentados en la Tabla 6.4 con los modelos de química del azufre disponibles en la literatura (Millar et al., 1997; Charnley, 1997; Hatchell et al., 1998; Buckle & Fuller, 2003). Asumiremos para esta comparación que toda la región nuclear de NGC 253 puede ser descrita por una única nube molecular. Esta aproximación no es realista puesto que el haz del 30 m cubre una región de ~ 200 pc donde coexistirán un número de complejos moleculares no resueltos en diferentes estados evolutivos y, por consiguiente, diferentes propiedades físicas y químicas. De cualquier forma, la química dominante observada en la región nuclear de NGC 253 se puede caracterizar

por una única nube gigante semejante a la observada en el complejo molecular Sgr B2, que tiene una extensión de ~ 30 pc. Los mapas de SiO de la región del Centro Galáctico muestran complejos moleculares con extensiones incluso mayores que este (Martín-Pintado et al., 1997).

Se han comparado las abundancias moleculares en NGC 253 con los modelos dependientes del tiempo utilizados por Hatchell et al. (1998) y Buckle & Fuller (2003) para describir la química de núcleos calientes y protoestrellas de baja masa respectivamente. Estos modelos asumen la inyección de H₂S procedente de los mantos de granos como precursor principal de la química del azufre. Los modelos con $T_{\text{kin}} \leq 50$ K y $n(\text{H}_2) < 10^5 \text{cm}^{-3}$ parecen ser los que mejor reproducen las abundancias medidas de SO₂, SO, H₂S, y H₂CS observadas en la región central de NGC 253. Este resultado está de acuerdo con la idea de que la emisión procedente de la región nuclear de NGC 253 está dominada por nubes moleculares moderadamente densa y con baja temperatura de excitación similares a las nubes que encontramos en el Centro Galáctico.

Por el contrario, los modelos de química no son capaces de reproducir, por más de un orden de magnitud, las abundancias observadas de OCS. Tal y como ha sido apuntado por Hatchell et al. (1998) y van der Tak et al. (2003) en sus estudios de núcleos calientes y envolturas de estrellas masivas jóvenes, OCS puede jugar un papel importante en la química de las moléculas sulfúreas. Las observaciones en el infrarrojo cercano en protoestrellas masivas muestran que el azufre puede congelarse en los granos, no solo en la forma de H₂S sino también en la forma de OCS (Geballe et al., 1985; Tielens, 1989; Palumbo et al., 1995). De hecho, OCS es la única molécula sulfúrea detectada hasta la fecha en los mantos de granos de hielo. Este resultado implicaría que la molécula de OCS también se desprende de los granos por los choques. El estudio de Hatchell et al. (1998) revisa los modelos de química del azufre incluyendo una abundancia inicial de OCS y, reduciendo también la abundancia inicial de H₂S, suponiendo que ambas especies son inyectadas inicialmente en fase gaseosa. Estos modelos revisados, dependiendo de la cantidad inicial de H₂S y OCS inyectada (Wakelam et al., 2004), son capaces de reproducir las elevadas abundancias de OCS en la región nuclear de NGC 253.

6.6. Razones isotópicas del azufre

La Tabla 6.5 muestra un resumen de las razones isotópicas del azufre medidas en diferentes medios. El núcleo de la galaxia con brote de formación estelar NGC 4945 es, junto con NGC 253, la única fuente extragaláctica en la que se ha medido la abundancia isotópica del azufre ³⁴S (Wang et al., 2004). La razón de abundancias ³²S/³⁴S de 8 observada en el núcleo de NGC 253 (Sección 6.3.1) es similar, dentro de los márgenes de error, a la razón observada de 13.5 en el núcleo NGC 4945. Se observa que el valor de esta razón observado en estas galaxias, ambas con un brote de formación estelar en su región nuclear, es similar al encontrado en la zona

más interna de la Galaxia ($D_{GC} < 3\text{kpc}$) estimada por Chin et al. (1996a), pero considerablemente menor que el valor medio de ~ 24 medido en el disco Galáctico.

El límite inferior que se estima para la razón $^{34}\text{S}/^{33}\text{S}$ en NGC 253 es mayor que el valor medido de ~ 6 en la mayor parte de las fuentes Galácticas observadas en el estudio de Chin et al. (1996a).

Los isótopos de azufre ^{32}S , ^{33}S y ^{34}S son sintetizados durante la combustión hidrostática o explosiva del oxígeno según los estudios teóricos acerca de la nucleosíntesis del azufre. Estos procesos tienen lugar únicamente en el interior de las estrellas masivas y en las supernovas (SN) de Tipo Ia respectivamente (Thielemann & Arnett, 1985; Weaver & Woosley, 1993). Comparado con la abundancia de ^{32}S la producción del ^{34}S parece incrementarse, mientras que la producción de ^{33}S se muestra deficiente, en estrellas masivas (Timmes et al., 1995). Este resultado es equivalente al que se obtiene en los modelos de SN de tipo Ib/c y II (Woosley et al., 1995). Por el contrario, la situación es opuesta en los modelos de supernovas de Tipo Ia. De esta forma, los cúmulos estelares compactos observados cerca del centro de NGC 253 (Watson et al., 1996), la tasa de formación estelar total estimada de $3.6 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Strickland et al., 2004) y el ritmo de explosiones de supernovas (SNr) de $0.05\text{--}0.3 \text{ año}^{-1}$ (Ulvestad & Antonucci, 1997; Mattila & Meikle, 2001) puede ser la causa que explique la baja razón $^{32}\text{S}/^{34}\text{S}$ al igual que la elevada razón $^{34}\text{S}/^{33}\text{S}$ observada en NGC 253.

Las incertidumbres en el cálculo de la razón $^{32}\text{S}/^{34}\text{S}$ en NGC 253 hacen que el valor obtenido no difiera significativamente del observado en NGC 4945, donde la también elevada tasa de formación estelar (Strickland et al., 2004) puede de igual forma haber inducido la elevada producción de ^{34}S observada en su región nuclear.

6.7. Resumen y Conclusiones

La observación de las principales moléculas sulfúreas en NGC 253, gracias a la adición de las nuevas detecciones de las moléculas SO_2 , NS, H_2S , y H_2CS en el barrido espectral, ha permitido el estudio completo de la química del azufre por primera vez fuera de la Galaxia. La observación de algunas de estas especies, a

Tabla 6.5: Razones isotópicas del S en diferentes medios.

	NGC 253	NGC 4945	Sistema Solar	Disco Galáctico
$^{32}\text{S}/^{34}\text{S}$	8 ± 2	13.5 ± 2.5^a	$22.5^{b,c}$	24.4 ± 5.0^b
$^{34}\text{S}/^{33}\text{S}$	> 9		5.5^b	6.27 ± 1.01^b

^a Wang et al. (2004)

^b Chin et al. (1996a)

^c Frerking et al. (1980)

saber CS y OCS, se completó con observaciones en las bandas atmosféricas de 3 y 1 mm.

La emisión de CS, asumiendo condiciones de ETL, parece trazar una emisión molecular definida por dos componentes con temperaturas de ~ 5 y 10 K, respectivamente. La emisión de CS no es ópticamente delgada, con lo que se hace necesario utilizar la observación de su isótopo ^{13}CS para realizar una estimación más precisa de la densidad de columna total $N(\text{CS}) \sim 4 \cdot 10^{14} \text{ cm}^{-2}$. Las transiciones observadas de C^{34}S y C^{33}S ofrecen estimaciones para las razones de abundancias de azufre de $^{32}\text{S}/^{34}\text{S} = 8 \pm 2$ y $^{34}\text{S}/^{33}\text{S} > 9$ en el núcleo de NGC 253. Aplicando una aproximación no-ETL obtenemos que para describir la emisión de CS necesitamos dos componentes de gas molecular, una componente densa ($n(\text{CS}) \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y una más tenue ($n(\text{CS}) \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$). A partir de esta aproximación obtenemos las razones $\text{C}^{32}\text{S}/\text{C}^{34}\text{S} = 4 - 9$ y $^{12}\text{CS}/^{13}\text{CS} = 22 - 35$ para cada una de las dos componentes de velocidad a 180 y 280 km s^{-1} .

La composición química observada a través de las abundancias de las moléculas sulfúreas en la envoltura del complejo molecular de Sgr B2, en el centro Galáctico, guarda una razonable similitud con la de NGC 253. Razones de abundancias tales como SO_2/SO , $\text{H}_2\text{S}/\text{SO}$ y OCS/SO aparecen como importantes discriminadores para establecer el tipo de complejidad química dominante en el núcleo de galaxias. SO_2 y OCS presentan el problema de ser especies que, incluso en NGC 253, se observan con muy bajas intensidades. Esto dificulta su uso como discriminadores en galaxias lejanas con los telescopios disponibles.

Los modelos teóricos de la química del azufre son capaces de reproducir las abundancias observadas en NGC 253 si suponemos su región nuclear descrita por una componente molecular de densidad moderada ($n(\text{H}_2) < 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y baja temperatura ($T_{\text{kin}} \leq 50 \text{ K}$). Es necesario que los modelos asuman una inyección de OCS desde los granos para poder explicar la abundancia observada de OCS en NGC 253. Esta inyección de OCS, previamente constatada a través de estudios de la química del azufre en fuentes Galácticas, parece confirmarse a gran escala en la región nuclear de NGC 253.

La comparación de las razones isotópicas del azufre con las medidas en el entorno galáctico muestran un enriquecimiento de ^{34}S al mismo tiempo que una carencia de ^{33}S . Estas abundancias isotópicas observadas se explican dentro del contexto del fraccionamiento isotópico producido en el interior de estrellas masivas y en las supernovas de Tipo Ia resultado del brote de formación estelar en la región nuclear de NGC 253. La también elevada abundancia relativa de ^{34}S observada también en la galaxia con brote de formación, NGC 4945, apoya este escenario.

Capítulo 7

Composición química extragaláctica comparada

7.1. Introducción: Química extragaláctica

La mayor parte de los estudios acerca de la química de galaxias se basan en la detección y comparación de las abundancias fraccionales respecto a H_2 de diversas especies moleculares en diferentes objetos (Henkel et al., 1988; Mauersberger & Henkel, 1989a, 1991a; Nguyen-Q-Rieu et al., 1991, 1992; Mauersberger et al., 1991b, 1995; Hüttemeister et al., 1995, 1997; Mauersberger et al., 2003). Esta situación se debe principalmente tanto a la escasez de fuentes en las que se han realizado búsquedas exhaustivas de su contenido molecular, como al reducido número de especies conocidas fuera de la Galaxia. Por este motivo, la comparación de la complejidad química de NGC 253 con otras galaxias está limitada a las especies extragalácticas conocidas, que además han sido observadas exclusivamente en un número muy limitado de fuentes.

El barrido espectral realizado en el núcleo de NGC 253 (Capítulo 2) no solo ha aumentado significativamente el censo de especies moleculares conocidas fuera de la Vía Láctea (Capítulo 4) sino que nos permite realizar una descripción más completa de su composición química.

Hasta la fecha no existen estudios sistemáticos y sin sesgo, anteriores al barrido espectral de NGC 253, que se centre en el estudio de la composición molecular de fuentes extragalácticas, siendo el más completo la ya mencionada compilación de observaciones de especies moleculares en NGC 4945 (Wang et al., 2004). De cualquier forma, existen en la literatura abundantes observaciones de especies moleculares en galaxias como M 82 o IC 342 y, en menor medida, en fuentes como Maffei2 y NGC 6946 (ver referencias en la Tabla 7.3 a 7.7).

* * *

En este Capítulo se han seleccionado las galaxias cercanas NGC 4945, M 82 e IC 342 donde se han observado la mayor parte de las especies moleculares conocidas,

junto con Maffei2 y NGC 6946 donde un número más limitado de estas especies han sido detectadas, con el fin de describir una química comparativa tomando como referencia las abundancias moleculares observadas en NGC 253.

En primer lugar se describirán brevemente las principales características de las galaxias utilizadas como comparación (Sección 7.2). La Sección 7.3 presenta los detalles de la búsqueda bibliográfica realizada para compilar los datos observacionales de especies moleculares en estas fuentes. A continuación se pasará a discutir la información sobre el estado evolutivo y los mecanismos de calentamiento que podemos extraer a partir de la comparación de sus abundancias (Sección 7.4). Las principales conclusiones derivadas de esta comparación se resumen en la Sección 7.5.

7.2. Fuentes de comparación extragaláctica

Las fuentes NGC 253 y M 82 ya han sido presentadas previamente en la Introducción de esta Tesis (Sección 1.4). Así pues, se describen a continuación brevemente cada una de las fuentes extragalácticas que se han escogido en este Capítulo. La Tabla 7.1 resume los parámetros físicos fundamentales de la muestra de galaxias seleccionadas para esta comparación, incluyendo NGC 253.

7.2.1. NGC 4945

Pertenciente al grupo de Centauro, NGC 4945 es una galaxia espiral cercana con el disco prácticamente en la dirección de observación ($i = 78^\circ$) y una velocidad sistémica de $V_{\text{sys}} = 560 \text{ km s}^{-1}$ (Ott et al., 2001). Su distancia se estima entre 3.9 Mpc (de Vaucouleurs, 1964a; Bergman et al., 1992) y 8.1 Mpc (Baan, 1985). Comúnmente se toma el valor de 6.9 Mpc (Dahlem et al., 1993; Henkel et al., 1994; Ott et al., 2001) aunque 4 Mpc constituye una aproximación más realista (Bergman et al., 1992). Existen numerosos estudios de esta galaxia austral desde el rango de ondas centimétricas hasta los rayos X duros. En su región nuclear alberga una fuente de radio-continuo intensa $S_{1.4\text{GHz}} = 4.8 \text{ Jy}$ (Whiteoak & Bunton, 1985; Ott et al., 2001) y una de las fuentes puntuales IRAS más brillantes ($S_{100\mu\text{m}} = 686 \text{ Jy}$; IRAS, 1989) más allá de las nubes de Magallanes, además del primer megamáser detectado (emisión máser de H_2O , Dos Santos & Lépine, 1979; Batchelor et al., 1982). NGC 4945, clasificada como SB(s)cd o SAB(s)cd, contiene un núcleo Seyfert 2 altamente oscurecido (Maiolino et al., 1999) por el anillo circunnuclear observado en la dirección de observación con un tamaño de $\sim 30''$ (Whiteoak et al., 1990; Bergman et al., 1992; Dahlem et al., 1993; Mauersberger et al., 1996). Después de NGC 253 y M 82, esta galaxia es una de las fuentes más prolíficas de emisión molecular (Wang et al., 2004).

7.2.2. IC 342

Esta galaxia SBcd es una de las galaxias espirales más cercanas. La distancia a IC 342 se ha estimado desde 1.8 Mpc (McCall, 1989) hasta 8 Mpc (Sandage & Tammann, 1974). Las últimas estimaciones encuentran una distancia intermedia de $D \sim 3.28$ Mpc (Karachentsev et al., 2003). IC 342, orientada casi con el disco espiral de cara ($i = 25^\circ$), presenta una formación estelar moderada en los brazos espirales y un intenso brote de formación estelar nuclear (Böker et al., 1997). La región central de IC 342 ha sido mapeada en múltiples transiciones a escalas de unos pocos segundos de arco (Lo et al., 1984; Ishizuki et al., 1990; Turner & Hurt, 1992; Turner et al., 1993; Meier et al., 2000; Meier & Turner, 2001, 2005) que muestran como el gas molecular se concentra en dos brazos espirales que se unen para formar un anillo de unos $10''$ que constituye la zona de formación estelar masiva (Böker et al., 1997). A menor escala, se observa un disco de gas molecular de ~ 30 pc que coincide con el cúmulo de estrellas jóvenes en el núcleo de IC 342 (Böker et al., 1999) y que se conecta al anillo circunuclear por dos tenues puentes de CO (Schinnerer et al., 2003). Tal y como revelan algunos estudios, existen similitudes importantes entre el núcleo de nuestra Galaxia y el de IC 342 en términos de las medidas de la fracción de masa de gas, masa estelar y formación estelar (Downes et al., 1992).

7.2.3. Maffei 2

Maffei 2 es una galaxia con brotes de formación estelar clasificada como tipo SAB(rs). Se encuentra situada cerca del plano Galáctico ($b = 0.5^\circ$; Spinrad et al. 1973), a una distancia de 5 Mpc (Hurt et al., 1993; Hüttemeister et al., 1995) o ~ 2.5 Mpc (Karachentsev et al., 1997). Maffei 2 fue detectada como una fuente anómala en las imágenes en el IR cercano de Maffei (1968) junto con su compañera cercana Maffei 1 debido a su elevada extinción visual ($A_v \sim 5$ mag) debido al polvo del plano Galáctico. Poco después fueron identificadas como galaxias espiral y elíptica, respectivamente (Spinrad et al., 1971). A pesar de que su posición en el cielo y su velocidad sistémica ($v_{\text{lsr}} = -36 \text{ km s}^{-1}$, Weliachew et al., 1988) dificultan las observaciones de líneas moleculares, existen suficientes referencias de detecciones moleculares como para incluirla en la comparación realizada en este Capítulo.

7.2.4. NGC 6946

NGC 6946 es una galaxia espiral orientada casi de cara ($i = 25^\circ$) y clasificada como SAB(rs)cd. La estimación de la distancia a esta galaxia varía desde 3.2 Mpc a 11 Mpc en las distintas referencias. Así, de Vaucouleurs (1979) da un valor de 5.1 Mpc mientras que Ferguson et al. (1998) usa 5.3 Mpc. 5.2 Mpc es, por lo tanto, un valor de distancia razonable. NGC 6946 es una de las galaxias más brillantes del cielo en el IR medio (Rieke & Lebofsky, 1978) y también es significativamente brillante en CO (Ball et al., 1985; Sofue et al., 1988; Weliachew et al., 1988; Regan & Vogel, 1995; Sakamoto et al., 1999) y en el continuo radio (Turner & Ho, 1983).

El gradiente de abundancia plano obtenido por Belley & Roy (1992) en los 2.5 kpc centrales sugiere que se ha producido una mezcla radial de gas. Se cree que esta galaxia está sufriendo un brote de formación estelar moderado con una edad de 7 – 20 millones de años en su núcleo (Turner & Ho, 1983; Engelbracht et al., 1996).

Tabla 7.1: Propiedades físicas básicas de la muestra de galaxias.

Fuente	Tipo	R.A. [2000]	Dec. [2000]	v_{lsr} km s $^{-1}$	D [Mpc]	P.A. [deg.]	i [deg.]	D_{25} [arcmin]	Color IR S_{60}/S_{100}	L_{IR} [$10^9 L_{\odot}$]
NGC253	SAB(s)c	0°47'33.0"	-25°17'20"	251	2.5	52	78	27.5	0.66	15.10
M82	I0	9°55'52.6"	69°40'47"	225	3.2	70	81	11.2	1.02	29.74
NGC4945	SAB(s)cd	13°05'25.3"	-49°29'09"	560	3.7	43	78	13.8	0.42	27.0
IC342	SAB(rs)cd	3°46'48.3"	68°05'46"	32	4.5	25	25	21.4	0.46	2.26
Maffei 2	SAB(rs)bc	2°41'55.2"	59°36'11"	-36	5.0	26	66	1?
NGC6946	SAB(rs)cd	20°34'51.9"	60°09'15"	46	5.2	60	30	11.5	0.51	10.80

(v_{lsr}) Velocidad sistémica de la fuente;

(D) Distancia; (P.A.) Ángulo de posición;

(D_{25}) Diámetro del disco estelar, corregido por inclinación en el caso de NGC4945;

(Color IR) Razón del flujo IRAS a $60\mu m$ y $100\mu m$;

(L_{IR}) Luminosidad infrarroja.

Tabla creada con los datos compilados en las las Tablas 1 y 2 de Dumke et al. (2001), salvo NGC4945, para la que se ha utilizado la información compilada de las Tabla 1 y 2 de Strickland et al. (2004).

7.3. Compilación bibliográfica de observaciones moleculares extragalácticas

Existen numerosos estudios moleculares en las galaxias seleccionadas, cada uno de los cuales utiliza diferentes criterios y/o se basa en diferentes hipótesis para el cálculo de los parámetros físicos del gas. Encontramos por ejemplo, diferentes tamaños de fuente utilizados para corregir por la dilución en el haz, diferentes densidades de columna de H_2 , igual que la utilización de aproximaciones ETL y no-ETL. Este hecho hace muy difícil una comparación directa entre galaxias a partir de los parámetros derivados en la literatura. Con el fin de alcanzar la mayor homogeneidad en el cálculo de las abundancias de este conjunto de moléculas para cada galaxia y las medidas en este trabajo, hemos reunido todos los parámetros observacionales de los perfiles de las líneas de las observaciones disponibles en la literatura. Esta búsqueda pretende crear una compilación de observaciones lo más completa posible. Las Tablas 7.3 a 7.6 presentan los resultados de los ajustes a cada una de las transiciones de las diferentes especies moleculares compiladas junto con la fuente de referencia utilizada.

A partir de estos valores, se han realizado las estimaciones de las densidades de columna para cada molécula y cada fuente con los mismos criterios e hipótesis utilizados en NGC 253. Esto evita las inconsistencias debido a los diferentes criterios de cada autor.

Por simplicidad, hemos asumido un tamaño $\theta_s = 20''$ para todas las fuentes. Esta simplificación, en algunas de ellas, si no en todas, puede derivar en errores signifi-

Tabla 7.2: Densidad de columna de hidrógeno molecular promediado en la fuente del grupo de galaxias seleccionadas.

Fuente	$I(^{13}\text{CO}_{J=2-1})$ K km s ⁻¹	θ_{haz} (")	N_{H_2} cm ⁻²
NGC 253	52.4 ^a	34	6.7 10 ²²
NGC 4945	81.2 ^b	23	6.4 10 ²²
M 82	29.4 ^a	34	3.8 10 ²²
IC 342	17.2 ^a	34	2.2 10 ²²
Maffei 2	13.9 ^a	34	1.8 10 ²²
NGC 6946	22.2 ^c	21	1.5 10 ²²

Se ha considerado un tamaño de la fuente de 20'' para todas las fuentes.

^a 10 m HHT, Mauersberger et al. (2003).

^b 15 m SEST, Wang et al. (2004).

^c 30 m IRAM, Israel & Baas (2001).

cativos en la determinación de la densidad de columna promediada en la fuente. De cualquier forma, teniendo en cuenta que este factor también se incluye en la determinación de la densidad de columna de hidrógeno molecular, el error resultante en la abundancia fraccional prácticamente se cancela.

En la Tabla 7.2 se presentan las intensidades integradas de la transición $J = 2-1$ de ^{13}CO para cada una de las galaxias utilizadas en la comparación, junto con el tamaño del haz del telescopio con que se realizaron las observaciones. A partir de las observaciones de ^{13}CO se ha estimado la densidad de columna de H_2 promediada en la fuente utilizando el factor de conversión $N(\text{H}_2) = 3.3 \cdot 10^{20} \text{cm}^{-2} I(^{13}\text{CO}_{2-1})$ (Mauersberger et al., 2003). Los resultados se muestran en la Tabla 7.2.

La compilación que se presenta en esta Sección resulta de gran utilidad como fuente de consulta con la que realizar comparaciones entre fuentes, tal y como se expone en este trabajo, completar estudios moleculares y/o planificar futuras observaciones en estas fuentes extragalácticas.

Tabla 7.3 a 7.6 Observaciones moleculares extragalácticas.

^a Telescopio utilizado en la observación (tal y como se detalla debajo) junto con el tamaño del haz del mismo en segundos de arco, entre paréntesis, a la frecuencia de observación.

^b Detalles adicionales de la observación:

- # p.: Número de posiciones observadas además de la observación indicada en la tabla.
- #", #": Posición observada caso de no existir en la referencia observaciones en la posición central.
- S. : Líneas solapadas con otras transiciones moleculares.
- T_a^* y T_r^* : Referencias en las que la escala de temperaturas de los espectros no se da en T_{MB} .

Telescopios.-

- 30m: IRAM, Pico Veleta.
- 10m: HHT.
- 10.4m: CSO.
- 100m: Effelsberg.
- 15m: JCMT.
- 12m: NRAO, Kitt Peak.
- 7m: AT&T Bell Labs.
- 45m: Nobeyama.

Tabla 7.3: Observaciones moleculares en M82

Molécula	Transición	ν (GHz)	$T_{\text{MB}} dv$ $K \text{ km s}^{-1}$	T_{MB} mK	V_{lsr} km s^{-1}	Δv km s^{-1}	Telesc. ^a	R.A.	Dec	Referencia	Comentarios ^b	
CS	2-1	98.0	24.0 (2.0)	113	133 (7)	198 (22)	30m (24)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1989a)	3 p.
CS	3-2	147.0	16.3 (2.5)	50	197 (22)	303 (60)	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1989a)	3 p.
CS	5-4	244.9	< 1.5	< 25	30m (24)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1989a)	2 p.
C ³⁴ S	2-1	96.4	< 2	< 10	30m (24)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1989a)	3 p.
C ³⁴ S	3-2	144.6	0.9 (0.4)	12	109 (12)	64 (39)	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1989a)	-10'', 0''
N ₂ H ⁺	1-0	93.2	3.8 (0.6)	12	190 (23)	296 (57)	30m (26)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1991a)	9 p.
SiO	2-1 v = 0	86.8	< 0.7	30m (26)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1991a)	
SiO	3-2 v = 0	130.3	< 1.5	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger & Henkel (1991a)	
H ¹³ CO ⁺	1-0	86.8	1.5 (0.5)	8	126 (37)	143 (44)	30m (26)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CCH	5-4	85.4	3.1 (0.5)	26	132 (5)	112 (7)	30m (27)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CCH	6-5	102.5	5.9 (0.5)	45	133 (5)	123 (12)	30m (23)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CCH	8-7	136.7	4.1 (0.4)	46	117 (4)	84 (9)	30m (17)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CCH	13-12	222.2	5.7 (0.5)	57	154 (4)	94 (10)	30m (13)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CCH	14-13	239.2	1.2 (0.3)	24	101 (7)	46 (14)	30m (12)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CN	5-4	92.0	< 1.5	30m (25)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CN	7-6	128.8	< 1.5	30m (18)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CN	8-7	147.2	< 1	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CN	12-11	220.7	< 1.5	30m (13)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
CH ₃ CN	13-12	239.1	< 1	30m (12)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	-10'', -10''
C ₃ H ₂	2 _{1,2} -1 _{0,1}	85.3	1.2 (2)	42	206 (23)	277 (23)	30m (27)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1991b)	3 p.
OCS	8-7	97.3	1.2 (0.3)	3.4 (0.9)	30m (25)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1995)	-10'', -10''
OCS	11-10	133.7	0.4 (0.1)	1.5 (0.4)	30m (17)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1995)	-10'', -10''
OCS	12-11	145.9	< 0.5	144	97	...	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1995)	-10'', -10''
HC ₃ N	16-15	145.5	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1995)	-10'', -10'' S.
H ₂ CO	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145.6	~ 2	19	144	97	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1995)	-10'', -10'' S.
CO	2-1	230.5	7.25	7000	144	97	30m (12)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Mauersberger et al. (1995)	-10'', -10''
HNC	1-0	90.6	7.3 (0.6)	53	153 (5)	129 (10)	30m (25)	(1950)	9:51:43.2	69:55:01	Hüttemeister et al. (1995)	9 p.
H ₂ CO	2 _{1,2} -1 _{1,1}	140.8	5.3 (0.9)	27 (9)	179 (17)	183 (37)	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	4 p.
H ₂ CO	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145.6	< 3.0	< 30	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ CO	2 _{1,1} -1 _{1,0}	150.4	2.5 (0.6)	16 (9)	191 (18)	147 (44)	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ CO	3 _{1,3} -2 _{1,2}	211.2	1.3 (0.4)	16 (10)	219 (16)	66 (25)	30m (12)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	5-1-4 ₀	84.5	< 1.1	< 10	30m (27)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	4 p.
CH ₃ OH	3 _k -2 _k	145.1	< 2.3	< 15	30m (16)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	7 ₁ -8 _{0E}	220.0	< 2.4	< 18	30m (12)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	3-2-4 ₋₁	230.0	< 1.6	< 11	30m (22)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CN	1-0 $\frac{3}{2}$ - $\frac{1}{2}$	113.4	52.3 (5.8)	30m (22)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
CN	1-0 $\frac{3}{2}$ - $\frac{1}{2}$	113.1	22.4 (3.6)	30m (22)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
¹³ CN	1-0	108.7	< 1.8	30m (22)	(1950)	9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	

Tabla 7.3: (Continuación)

Molécula	Transición ν	$T_{MB} dv$ $K km s^{-1}$	T_{MB} mK	V_{lsr} $km s^{-1}$	Δv $km s^{-1}$	Telesc. α	R.A.	Dec	Referencia	Comentarios β
HCO ⁺	1-0	89.1	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
H ¹³ CO ⁺	1-0	86.7	< 2.4	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
HCN	1-0	88.6	39.6 (1.0)	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
H ¹³ CN	1-0	86.3	< 1.7	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
HC ¹⁵ N	1-0	86.0	< 0.9	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
HN ¹³ C	1-0	87.0	< 1.6	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1998)	
CO	1-0	115.2	736	30m (21)	(1950) 9:51:43.9	69:55:01	Mauersberger et al. (1999)	
CO	2-1	230.5	821	210	169	30m (12)	(1950) 9:51:43.9	69:55:01	Mauersberger et al. (1999)	
CO	3-2	345.7	840	210	169	10m (21)	(1950) 9:51:43.9	69:55:01	Mauersberger et al. (1999)	
CO	1-0	115.2	663.0 (0.6)	30m (21)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	3 p.
CO	2-1	230.5	847.9 (1.2)	30m (13)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	
CO	4-3	461.0	2820 (180)	10m (18)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	
CO	7-6	806.6	177.7 (5.4)	10m (13)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	
¹³ CO	1-0	110.2	41.6 (0.3)	30m (21)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	
¹³ CO	2-1	220.3	59.8 (0.9)	30m (13)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	
¹³ CO	3-2	330.5	71.7 (3.8)	10m (22)	(1950) 9:51:43	69:55:00	Mao et al. (2000)	
CS	5-4	244.9	1.3 (0.3)	150 (11)	129 (36)	10m (32)	(2000) 9:55:52.6	69:40:46	Mauersberger et al. (2003)	
¹³ CO	2-1	220.3	1.8 (0.2)	303 (6)	94 (13)	10m (34)	(2000) 9:55:52.6	69:40:46	Mauersberger et al. (2003)	
CN	1-0	113.5	15.9 (1.0)	303	94	30m (22)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1988)	T_r^* 3 p.
CN	2-1	226.7	35.1 (3.7)	184 (9)	168 (18)	30m (13)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1988)	T_r^* 13 p.
C ₂ H	1-0	87.3	20.0 (1.1)	156 (5)	167 (10)	30m (27)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1988)	T_r^* -10'', 0''
HC ₃ N	10-9	91.0	5.6 (0.6)	138 (5)	150 (12)	30m (25)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Henkel et al. (1988)	T_r^* -10'', 0''
HNCO	4-3	87.9	< 10	163 (9)	155 (17)	30m (26)	(1950) 9:51:43.2	69:55:01	Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)	
HNCO	6-5	131.8	< 20	30m (17)	(1950) 9:51:43.2	69:55:01	Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)	
HCN	1-0	88.6	25.4 (2.0)	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCO ⁺	1-0	89.1	40.2 (1.5)	30m (26)	(1950) 9:51:43.0	69:55:00	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCN	3-2	265.8	14.3 (3)	30m (10)	(1950) 9:51:43.2	69:55:01	Wild (1990)	
HCO ⁺	3-2	267.5	32.0 (5)	30m (10)	(1950) 9:51:43.2	69:55:01	Wild (1990)	
H ¹³ CO ⁺	1-0	86.7	1.5 (0.5)	30m (26)	(1950) 9:51:43.2	69:55:01	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
CO	4-3	461.0	370	177	..	10.4m (15)	(1950) 9:51:43.9	69:55:01	Güsten et al. (1993)	3 p.
CO	6-5	691.4	1800	180	80	15m (8)	(1950) 9:51:43.2	69:55:01	Harris et al. (1991)	T_r^* 2 p. -3'', -3''
SO	3 ₂ - 2 ₁	99.2	0.77 (0.4)	240	...	12m (64)			Petuchowski & Bennett (1992)	
SO	6 ₅ - 5 ₄	219.9	< 1.7	12m (33)			Petuchowski & Bennett (1992)	
NH ₃	(1, 1)	23.6	0.61 (0.16)	97	94	100m (40)	(2000)09:55:49:06	69:40:41.2	Weiß et al. (2001b)	
NH ₃	(2, 2)	23.7	0.36 (0.11)	105	80	100m (40)	(2000)09:55:49:06	69:40:41.2	Weiß et al. (2001b)	
NH ₃	(3, 3)	23.8	0.14 (0.06)	95	47	100m (40)	(2000)09:55:49:06	69:40:41.2	Weiß et al. (2001b)	
NH ₃	(4, 4)	24.1	< 0.1	100m (39)	(2000)09:55:49:06	69:40:41.2	Weiß et al. (2001b)	

Tabla 7.4: Observaciones moleculares de IC342

Molécula	Transición	ν (GHz)	$T_{MB} dv$ $K km s^{-1}$	T_{MB} K	V_{lsr} $km s^{-1}$	Δv $km s^{-1}$	Telesc. α	R.A.	Dec	Referencia	Comentarios b	
CS	2-1	98.0	4.8 (0.7)	107	37.1 (3.0)	42.1 (7.9)	30m (24)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1989a)	24 p.
CS	3-2	147.0	< 60				30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1989a)	2 p.
CS	5-4	244.9	23.5 (2.3)	0.8 (0.2)	35	24.6 (3)	30m (11)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1989a)	2 p.
C ³⁴ S	2-1	96.4	< 1.0	< 8			30m (24)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1989a)	
N ₂ H ⁺	1-0	93.2	1.4 (0.2)	28	37 (4)	46 (9)	30m (24)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1991a)	2 p.
SiO	2-1v=0	86.8	< 1.5				30m (26)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1991a)	
H ¹³ CO ⁺	1-0	86.8	1.4 (0.4)	16	49 (13)	80 (27)	30m (26)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Mauersberger & Henkel (1991a)	
OCS	12-11	145.9	< 0.15		32	55	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
C ³⁴ S	2-1	96.4	0.73 (0.19)	15 (4)	21 (7)	45 (16)	30m (25)	(1950)	3:41:57.5	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
C ³⁴ S	3-2	144.6	0.74 (0.12)	16 (2)	25 (4)	43 (9)	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
DCN	3-2	144.8	< 0.15		32	55	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
HC ₃ N	16-15	145.5	0.3 (0.1)	8 (3)	24 (5)	39 (11)	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
H ₂ CO	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145.6	1.0 (0.1)	20 (2)	26 (2)	46 (4)	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
CO	2-1	230.5	160	2700	32.1	55	30m (12)	(1950)	3:41:57.0	67:56:27	Mauersberger et al. (1995)	
HNC	1-0	90.6	6.4 (0.2)	110	31 (1)	54 (2)	30m (25)	(1950)	3:41:57.5	67:56:30	Hüttemeister et al. (1995)	27 p.
H ₂ O	2 _{1,2} -1 _{1,1}	140.8	< 0.9	< 16			30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:25	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ O	2 _{0,2} -1 _{0,1}	145.6	1.0 (0.1)	20 (3)	27 (2)	47 (5)	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:25	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ O	2 _{1,1} -1 _{1,0}	150.4	1.2 (0.2)	23 (5)	29 (4)	47 (11)	30m (16)	(1950)	3:41:57.5	67:56:25	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ O	3 _{1,3} -2 _{1,2}	211.2	1.0 (0.2)	19 (7)	32 (6)	48 (12)	30m (12)	(1950)	3:41:57.5	67:56:25	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	5 ₋₁ -4 ₀	84.5	< 1.1	< 16			30m (27)	(1950)	3:41:57.5	67:56:25	Hüttemeister et al. (1997)	4 p.
CH ₃ OH	2 _k -1 _k	96.7	< 2.1	< 31			30m (27)	(1950)	3:41:57.5	67:56:25	Hüttemeister et al. (1997)	
CN	1-0 $\frac{2}{2}$ - $\frac{1}{2}$	113.4	11.2 (2.3)				30m (22)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Henkel et al. (1998)	
CN	1-0 $\frac{1}{2}$ - $\frac{1}{2}$	113.1	7.71 (0.73)				30m (22)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Henkel et al. (1998)	
¹³ CN	1-0	108.7	< 0.61				30m (22)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Henkel et al. (1998)	
HCN	1-0	88.6	19.1 (1.1)				30m (26)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Henkel et al. (1998)	
H ¹³ CN	1-0	86.3	< 2.4				30m (26)	(1950)	3:41:57.5	67:56:40	Henkel et al. (1998)	
CO	3-2	345.7	138 (1)		27.5 (0.3)	55.2 (0.6)	10m (21)	(1950)	3:41:56.6	67:56:25	Mauersberger et al. (1999)	
NH ₃	(1, 1)	23.6	1.5 (0.07)	26.3	31.4 (1.2)	52.8 (2.8)	100m (40)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
NH ₃	(2, 2)	23.7	1.7 (0.1)	19.4	26.8 (2.2)	83.0 (6.7)	100m (40)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
NH ₃	(3, 3)	23.8	1.7 (0.1)	26.4	35.1 (1.1)	58.8 (2.3)	100m (40)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
NH ₃	(4, 4)	24.1	0.47 (0.04)	8.8	29.1 (2.2)	48.9 (4.7)	100m (39)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
NH ₃	(5, 5)	24.5	0.29 (0.03)	5.6	34.8 (2.6)	47.6 (6.2)	100m (39)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
NH ₃	(6, 6)	25.0	0.45 (0.06)	7.0	37.4 (3.7)	60.7 (8)	100m (39)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
NH ₃	(9, 9)	27.4	0.34 (0.08)	5.8	35	60	100m (34)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
¹³ CO	2-1	220.3	17.2 (1.1)	25.3	24.5 (1.9)	64.1 (4.5)	10m (32)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
CS	5-4	244.9	0.78 (0.17)	8.5	30	86 (21)	10m (32)	(2000)	3:46:48.6	68:05:46	Mauersberger et al. (2003)	
CO	1-0	115.2	11.0	140	27 (2)	72	7m (117)	(1950)	3:41:57.0	67:57:48	Encrenaz et al. (1979)	T _a
¹³ CO	1-0	110.2	1.0	20	58	45	7m (117)	(1950)	3:41:57.0	67:57:48	Encrenaz et al. (1979)	T _a
CN	1-0	113.5	15.1 (1.2)	130	52 (4)	108 (11)	30m (22)	(1950)	3:41:57.5	67:56:30	Henkel et al. (1988)	T _*

Tabla 7.4: (Continuación)

Molécula	Transición ν (GHz)	$T_{MB} dv$ $K km s^{-1}$	T_{MB} K	V_{lsr} $km s^{-1}$	Δv $km s^{-1}$	Telesc. ^a	R.A.	Dec	Referencia	Comentarios ^b
CN	2 - 1	226.7	94	31 (1)	51 (2)	30m (13)	(1950) 3:41:57.5	67:56:30	Henkel et al. (1988)	T_r^* 7 p.
HNC	1 - 0	90.7	167	36 (2)	52 (4)	30m (25)	(1950) 3:41:57.5	67:56:30	Henkel et al. (1988)	T_r^*
HC ₃ N	10 - 9	91.0	52	31 (6)	47 (15)	30m (25)	(1950) 3:41:57.5	67:56:30	Henkel et al. (1988)	T_r^*
HNCO	4 - 3	87.9	29 (5)	44 (4)	46 (7)	30m (26)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)	
HNCO	6 - 5	131.8	40 (10)	38 (5)	60 (14)	30m (17)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)	
HCN	1 - 0	88.6	19.1 (1.1)			30m (26)	(1950) 3:41:57.5	67:56:30	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCO ⁺	1 - 0	89.1	9.8 (1.0)			30m (26)	(1950) 3:41:57.5	67:56:30	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCN	3 - 2	265.8	7.1 (1)			30m (10)	(1950) 3:41:57.5	67:56:29	Wild (1990)	
HCO ⁺	3 - 2	267.5	7.2 (1)			30m (10)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Wild (1990)	
H ¹³ CO ⁺	1 - 0	86.7	1.4 (0.4)			30m (26)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
CO	1 - 0	115.2	213.2			30m (21)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Eckart et al. (1990)	
CO	2 - 1	230.5	324.3			30m (14)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Eckart et al. (1990)	
¹³ CO	1 - 0	110.2	18.9			30m (21)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Eckart et al. (1990)	
¹³ CO	2 - 1	220.3	29.7			30m (14)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Eckart et al. (1990)	
C ¹⁸ O	1 - 0	109.7	4.9			30m (21)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Eckart et al. (1990)	
C ¹⁸ O	2 - 1	219.5	8.4			30m (14)	(1950) 3:41:57.0	67:56:29	Eckart et al. (1990)	
CO	4 - 3	461.0	88	2.2 (0.3)	32	10.4 (15)	(1950) 3:41:57.2	67:56:27	Güsten et al. (1993)	T_r^* 3 p.
CO	6 - 5	691.4	98	38	77	15m (8)	(1950) 3:41:57.7	67:56:29	Harris et al. (1991)	
SO	3 ₂ - 2 ₁	99.2	< 0.32			12m (64)	(1950) 3:41:57.7	67:56:29	Petuchowski & Bennett (1992)	

Tabla 7.5: Observaciones moleculares de NGC 6946

Molécula	Transición ν (GHz)	$T_{MB} dv$ $K km s^{-1}$	T_{MB} K	V_{lsr} $km s^{-1}$	Δv $km s^{-1}$	Telesc. ^a	R.A.	Dec	Referencia	Comentarios ^b
CS	3 - 2	147.0	4.5 (0.6)	70 (10)	136 (23)	30m (16)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Mauersberger et al. (1989b)	10'', -10''
CS	5 - 4	244.9	< 2.8	70	136	30m (11)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Mauersberger et al. (1989b)	10'', -10''
C ³⁴ S	3 - 2	96.4	< 1.2	70	136	30m (24)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Mauersberger & Henkel (1989a)	10'', -10''
NH ₂ ⁺	1 - 0	93.2	0.9 (0.2)	59 (15)	144 (27)	30m (24)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Mauersberger & Henkel (1991a)	10'', -10''
HNC	1 - 0	90.6	4.0 (0.3)	52 (5)	138 (11)	30m (25)	(1950) 20:33:49.0	59:58:50	Hüttemeister et al. (1995)	
HCN	1 - 0	88.6	8.8 (0.9)			30m (26)	(1950) 20:33:49.0	59:58:50	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCO ⁺	1 - 0	89.1	9.8 (1.2)			30m (26)	(1950) 20:33:49.0	59:58:50	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
H ₂ CO	2 _{0,2} - 1 _{0,1}	145.6	1.1 (0.5)	96 (18)	85 (22)	30m (16)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Hüttemeister et al. (1997)	10'', -10''
CH ₃ OH	5 ₋₁ - 4 ₀	84.5	< 0.7			30m (27)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	3 ₁ - 2 _{1A} + 143.8		< 0.8			30m (16)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	3 _k - 2 _k	145.1	2.5 (0.3)	54 (7)	105 (15)	30m (12)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	7 ₁ - 8 _{0E}	220.0	< 1.5			30m (16)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	3 ₋₂ - 4 ₋₁	230.0	< 1.4			30m (12)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Hüttemeister et al. (1997)	
CO	3 - 2	345.7	46 (2)	56 (3)	124 (7)	10m (21)	(1950) 20:33:48.0	59:59:00	Mauersberger et al. (1999)	

Tabla 7.6: Observaciones moleculares de Maffei 2

Molécula	Transición ν	$T_{MB} dv$ (GHz)	T_{MB} K	V_{lsr} $km s^{-1}$	Δv $km s^{-1}$	Telesc. α	R.A.	Dec	Referencia	Comentarios b
CS	3-2	147.0	6.1 (0.5)	33	-36 (8)	175 (16)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Mauersberger et al. (1989b)	
CS	5-4	244.9	< 2	-36	175		(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Mauersberger et al. (1989b)	
N ₂ H ⁺	1-0	93.2	1.1 (0.3)	10	-21 (20)	104 (45)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Mauersberger & Henkel (1991a)	
SiO	2-1 $\nu=0$	86.8	< 2.0				(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Mauersberger & Henkel (1991a)	
HNC	1-0	90.6	4.7 (0.4)	48	-77 (4)	91 (10)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1995)	5 p.
			2.6 (0.4)	48	6 (3)	50 (6)				
H ₂ CO	2 _{1,2} -1 _{1,1}	140.8	1.7 (0.4)	22 (6)	-87 (6)	74 (18)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
			1.6 (0.3)	21 (6)	10 (6)	69 (17)				
H ₂ CO	2 _{1,1} -1 _{1,0}	150.4	0.9 (0.2)	19 (4)	-75 (4)	47 (15)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
			0.9 (0.2)	18 (4)	12 (5)	45 (11)				
H ₂ CO	3 _{1,3} -2 _{1,2}	211.2	< 1.8	< 12			(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ CO	3 _{0,3} -2 _{0,2}	218.2	< 4.9	< 33			(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
H ₂ CO	3 _{1,2} -2 _{1,1}	225.6	< 1.6	< 11			(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	5-1-4 ₀	84.5	< 1.6	< 12			(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	2 _k -1 _k	96.7	2.8 (0.7)	34 (12)	12 (10)	77 (33)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	3 ₁ -2 _{1,A} +143.8		< 0.6				(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	3 _k -2 _k	145.1	4.4 (0.7)	34 (11)	10 (10)	122 (26)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	7 ₁ -8 _{0,E}	220.0	< 3.9	< 39			(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CH ₃ OH	8-1-7 _{0,E}	229.7	< 2.7	< 27			(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Hüttemeister et al. (1997)	
CO	3-2	345.7	109 (4)		-36 (3)	158 (6)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Mauersberger et al. (1999)	
NH ₃	(1, 1)	23.6	0.527 (0.080)		-78 (2)	43 (6)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
			1.024 (0.121)		6 (2)	70 (5)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
NH ₃	(2, 2)	23.7	0.694 (0.122)		-78 (6)	83 (12)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
			0.782 (0.131)		5 (4)	66 (10)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
NH ₃	(3, 3)	23.8	1.127 (0.131)		-82 (2)	62 (4)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
			1.110 (0.128)		8 (2)	56 (4)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
NH ₃	(4, 4)	24.1	0.882 (0.215)		-57 (20)	174 (40)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
NH ₃	(6, 6)	25.0	0.39 (0.06)		-74 (8)	59 (17)	(2000) 2:41:55.1	59:36:12	Henkel et al. (2000)	
			5.2 (1.6)	5.1	10 (6)	72 (12)	(2000) 2:41:55.2	59:36:11	Mauersberger et al. (2003)	
¹³ CO	2-1	220.3	8.7 (1.9)	6.2	-99 (10)	79 (16)	(2000) 2:41:55.2	59:36:11	Mauersberger et al. (2003)	
CS	5-4	244.9	< 0.5				(2000) 2:41:55.2	59:36:11	Mauersberger et al. (2003)	
CO	1-0	115.2	36.3	210	-17	197	(1950) 2:38:08.5	59:23:30	Richard et al. (1977b)	T_a^*
¹³ CO	1-0	110.2	< 90				(1950) 2:38:09.0	59:23:30	Encarnaz et al. (1979)	T_a^*
HNCO	4-3	87.9	2.9 (0.5)	27 (6)	5 (8)	99 (23)	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)	
HNCO	6-5	131.8	~ 1.4	~ 36	~ 8	~ 36	(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)	
HCN	1-0	88.6	26.4 (2.0)				(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCO ⁺	1-0	89.1	9.8 (1.3)				(1950) 2:38:08.5	59:23:24	Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)	
HCN	3-2	265.8	< 5.5				(1950) 2:38:07.98	59:23:24.8	Takano et al. (2000)	
NH ₃	(1, 1)	23.6	0.29 (0.04)	4.5	-83	76	(1950) 2:38:07.98	59:23:24.8	Takano et al. (2000)	
			0.59 (0.04)	7.4	13	65				
NH ₃	(2, 2)	23.7	0.16 (0.03)	2.2	-100	81	(1950) 2:38:07.98	59:23:24.8	Takano et al. (2000)	
			0.34 (0.03)	4.9	5	62				
NH ₃	(3, 3)	23.8	0.29 (0.03)	4.7	-86	56	(1950) 2:38:07.98	59:23:24.8	Takano et al. (2000)	
			0.66 (0.03)	6.5	8	98				
NH ₃	(4, 4)	24.1	0.06 (0.05)	3.3	15		(1950) 2:38:07.98	59:23:24.8	Takano et al. (2000)	

7.4. Comparación extragaláctica

Las abundancias relativas de algunas de las especies previamente detectadas en el medio interestelar extragaláctico pueden compararse en un número limitado de Galaxias con el fin de obtener pistas sobre los procesos químicos prevalecientes dentro de sus regiones nucleares. Por completitud, en esta comparación se han incluido algunas de las moléculas listadas en la Tabla 4.1 que no se han observado en el barrido espectral de NGC 253. De esta forma, en la Tabla 7.7 se han incluido también datos de especies moleculares adicionales, a saber, NH_3 , N_2H^+ y CN . Moléculas tales como H_2 y CO no se incluyen en esta comparación puesto que son trazadores de la masa total de material molecular. De cualquier forma, ambas especies se incluyen de forma implícita puesto que las abundancias se refieren a la densidad de columna de H_2 , tomada como referencia, que se calcula a partir de la intensidad de ^{13}CO . Especies tales como OH y H_2O , también se han detectado en NGC 253 y muchas otras galaxias. Sin embargo, la molécula de H_2O presenta emisión máser a longitudes de onda centimétrica y absorción en las líneas del IR lejano que no nos permite una determinación fiable de la densidad de columna. Por otro lado, OH muestra un comportamiento extremadamente complejo incluyendo una mezcla de absorción, emisión térmica y máser (e.g. Turner, 1985; Ho et al., 1987; Frayer et al., 1998; Bradford et al., 1999; Henkel et al., 2004; Goicoechea et al., 2005). En lo que se refiere a las especies CH , CH^+ , HCO , CO^+ y HOC^+ , no hay suficientes datos observacionales disponibles para realizar una comparación.

La Tabla 7.7 muestra las abundancias fraccionales relativas a H_2 observadas en NGC 253 y en el grupo de galaxias de comparación seleccionadas (Tabla 7.2). En la Figura 7.1 se muestra una representación gráfica de los datos en la Tabla 7.7. Las especies moleculares están ordenadas en orden creciente respecto de la abundancia medida en NGC 253. En esta figura se muestra también una representación gráfica de las abundancias moleculares de cada fuente extragaláctica, solo que en este caso las abundancias se han normalizado respecto de las abundancias medidas en NGC 253. Se representa en escala logarítmica. Esta forma de representar las abundancias de las fuentes nos permite obtener una rápida comparación entre las abundancias relativas entre dos especies dadas y la misma razón medida en NGC 253. Así, la diferencia en el eje Y entre dos especies, nos ofrece la razón en órdenes de magnitud entre la razón de abundancias de estas especies medidas en una fuente dada respecto de la misma razón medida en NGC 253.

A continuación, se comparan en detalle la composición química de cada una de las galaxia comparada con la de NGC 253.

M 82 muestra abundancias relativas similares a las de NGC 253 para la mayor parte de las especies observadas. Es particularmente destacable la alta abundancia relativa de C_3H_2 , un trazador habitual de PDRs. Por otro lado, se observa una notable baja abundancia de CH_3OH y SiO , moléculas que se suponen eyectadas de los mantos de granos a la fase gaseosa (Martín-Pintado et al., 1992; Charnley et al., 1995). Esto sugiere que la química de granos no juega un papel dominante para la

Tabla 7.7: Comparación de abundancias moleculares fraccionales en NGC 253 y otras galaxias.

Molécula	NGC 253	NGC 4945	M 82	IC 342	Maffei2	NGC 6946
HN ¹³ C	-10.6	-9.5	-9.5
H ¹³ CO ⁺	-10.4	-10.0	-9.9	-9.5*
H ¹³ CN	-9.9	-9.7	< -9.9	< -9.4*
SiO	-9.9	< -9.9	< -9.9	< -9.3*	< -9.1	...
CH ₃ CN	-9.5	...	< -9.7
C ³⁴ S	-9.4	-9.4	-9.3	-9.5*	...	< -9.0
c-C ₃ H ₂	-9.3	-8.9	-8.1
HC ₃ N	-9.2	-8.8	-8.7	-8.6
N ₂ H ⁺	-9.2	-9.2	-9.4	-9.6*	-9.7	-9.6
HNC	-9.0	-8.6	-8.8	-8.7	-8.7	-8.8
SO	-8.9	-8.7	< -8.5	< -8.7
HCO ⁺	-8.8	-8.4	-8.4	-8.8	-8.6	-8.5
HNCO	-8.8	-8.4	< -8.8	-8.6	-8.3	...
H ₂ CO	-8.6	-8.1	-8.2	-9.4	-8.8	-9.1
OCS	-8.4	< -7.5	-7.9	< -8.6
CN	-8.3	-7.7	-8.2	-8.3*
HCN	-8.3	-8.3	-8.4	-8.5*	-8.3	-8.5
CS	-8.2	-8.4	-8.2	-8.4*	-8.7	-8.7
CH ₃ CCH	-8.2	-8.0	-7.7
CH ₃ OH	-7.9	-7.4	< -8.3	< -7.8	-7.7	-7.9
C ₂ H	-7.7	-7.3	-7.6	< -8.4*
NH ₃	-7.2	...	-8.4	-7.3	-7.1	...

* Observaciones tomadas en una posición $\sim 15''$ fuera de la posición central (ver Sección 7.4 para más detalles).

Referencias.-

NGC 253: Este trabajo, Mauersberger et al. (2003)[NH₃], Henkel et al. (1988)[CN], Mauersberger & Henkel (1991a)[N₂H⁺];

NGC 4945: Wang et al. (2004), Henkel et al. (1994)[SiO];

M 82: Mauersberger & Henkel (1989a)[CS, C³⁴S], Mauersberger & Henkel (1991a)[N₂H⁺, SiO, H¹³CO⁺], Mauersberger et al. (1991b)[C₃H₂, CH₃CN, CH₃CCH], Mauersberger et al. (1995)[OCS], Hüttemeister et al. (1997)[H₂CO, CH₃OH], Henkel et al. (1988)[CN, HC₃N, C₂H], Henkel et al. (1998)[HCO⁺, HCN, H¹³CN], Petuchowski & Bennett (1992)[SO], Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)[HNCO], Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)[HCN, HCO⁺, H¹³CO⁺], Wild (1990)[HCN, HCO⁺], Weiß et al. (2001b)[NH₃], Hüttemeister et al. (1995)[HNC];

IC 342: Mauersberger & Henkel (1989a)[CS], Mauersberger & Henkel (1991a)[N₂H⁺, SiO, H¹³CO⁺], Mauersberger et al. (1995)[C³⁴S, OCS, HC₃N, H₂CO], Henkel et al. (1988)[CN, HNC, HC₃N], Hüttemeister et al. (1995)[HNC], Hüttemeister et al. (1997)[H₂CO, CH₃OH], Petuchowski & Bennett (1992)[SO], Wild (1990)[HCN, HCO⁺], Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)[HNCO], Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)[HCN, HCO⁺, H¹³CO⁺], Henkel et al. (1998)[HCN, H¹³CN], Meier & Turner (2005)[C₂H], Mauersberger et al. (2003)[NH₃];

Maffei2: Mauersberger & Henkel (1989a)[CS], Mauersberger & Henkel (1991a)[SiO, N₂H⁺], Hüttemeister et al. (1997)[H₂CO, CH₃OH], Nguyen-Q-Rieu et al. (1991)[HNCO], Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)[HCO⁺, HCN], Henkel et al. (2000); Mauersberger et al. (2003)[NH₃];

NGC 6946: Hüttemeister et al. (1997)[H₂CO, CH₃OH], Mauersberger & Henkel (1989a)[CS, C³⁴S], Nguyen-Q-Rieu et al. (1992)[HCO⁺, HCN], Mauersberger & Henkel (1991a)[N₂H⁺].

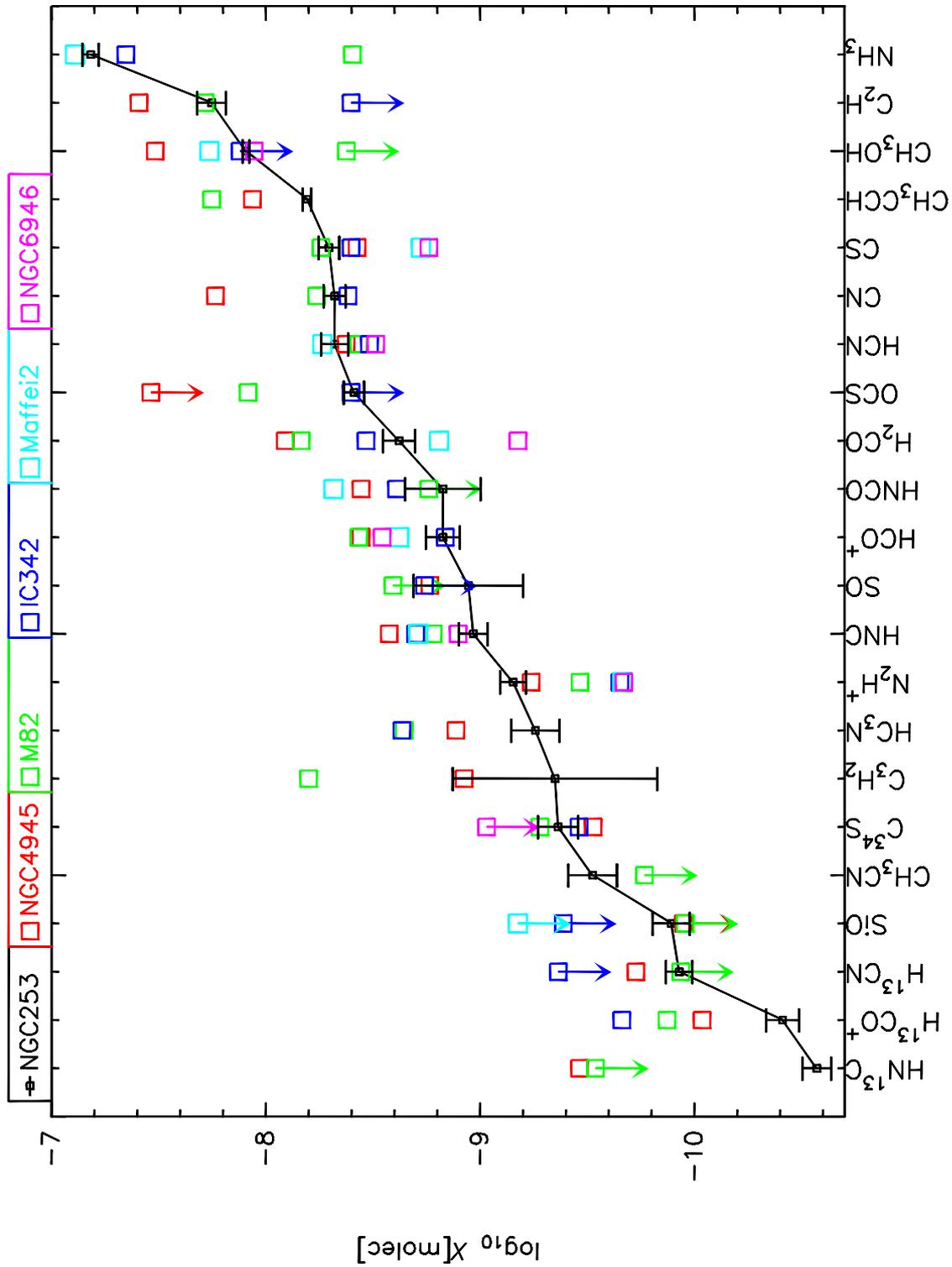
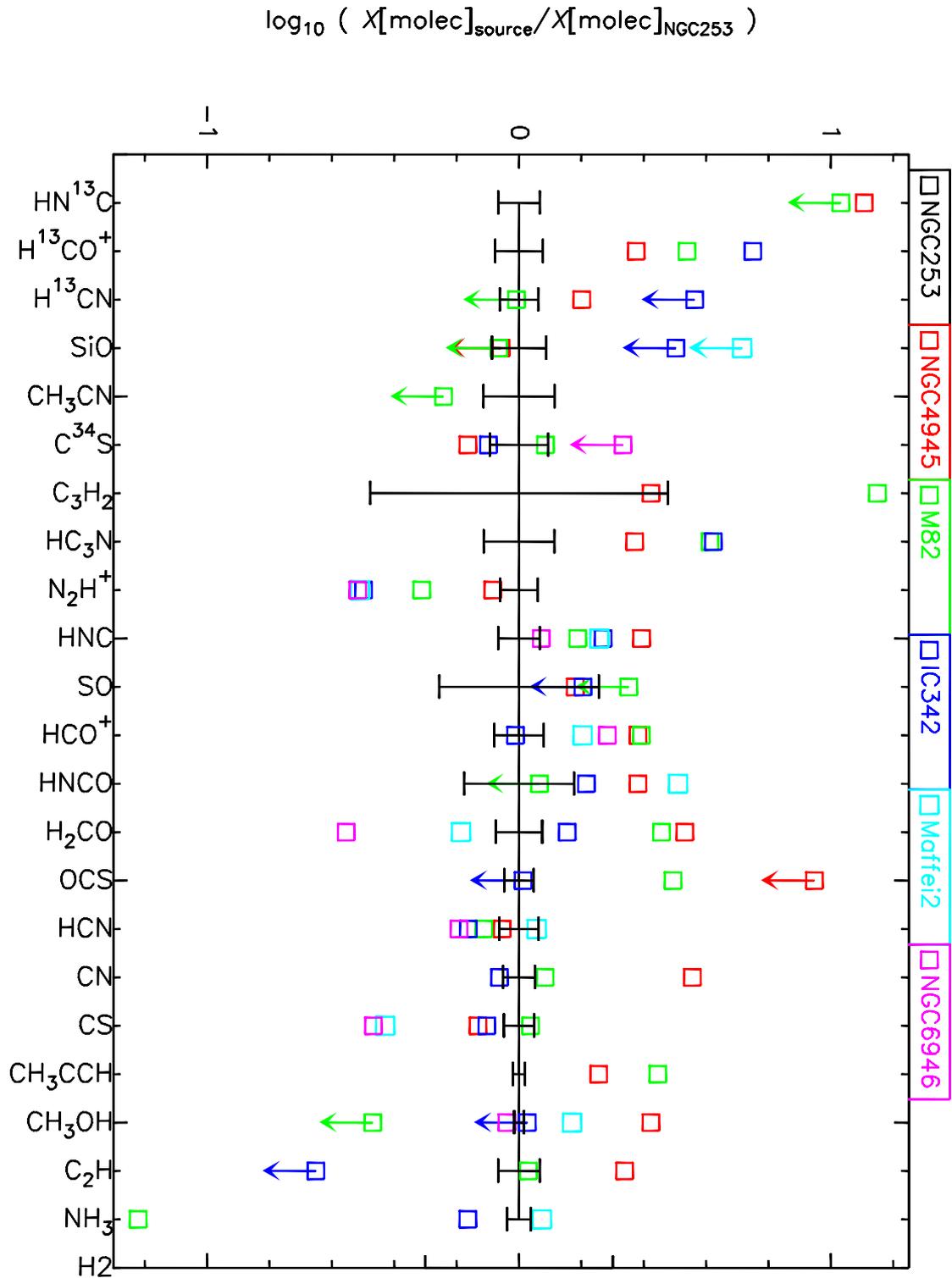


Figura 7.1: Abundancias fraccionales (X) relativas a H_2 de las fuentes extragalácticas seleccionadas comparadas con las abundancias medidas en NGC253.

Figura 7.2: Abundancias fraccionales (X) relativas a H_2 de las fuentes extragalácticas seleccionadas normalizadas a las abundancias medidas en NGC 253.



mayoría de las especies observadas en la región nuclear de M 82. Otras moléculas tales como HNCO, aparentemente asociadas con la química de choques (Zinchenko et al., 2000), también presentan una considerablemente baja abundancia comparada con la de NGC 253. También se observan unas abundancias sistemáticamente más bajas de CH_3CN , NH_3 y N_2H^+ . Es también interesante apuntar como otras especies utilizadas como trazadores de PDRs, a saber C^{34}S y C_2H (Meier & Turner, 2005), no presentan abundancias especialmente altas respecto al resto de especies. Lo que es más, son un factor $\sim 2 - 3$ menos abundantes que la mayor parte de las especies cuando se comparan con las abundancias relativas medidas en NGC 253. La evidente diferenciación química entre el brote de formación estelar nuclear de M 82 y el de NGC 253 ya ha sido observada y analizada por diversos autores (Mauersberger & Henkel, 1993; Takano et al., 1995, 2002; Wang et al., 2004). La diferencia entre ambas galaxias se ha explicado como una diferencia en el estado evolutivo de ambos brotes de formación estelar. Comparado con el de NGC 253, el brote de formación estelar nuclear en M 82 correspondería a un estado más evolucionado en el cual el calentamiento del material molecular estaría dominado principalmente por las regiones de fotodisociación iluminadas por la radiación UV producida por las estrellas OB en la secuencia principal recién formadas en el brote de formación (García-Burillo et al., 2002). Si comparamos las abundancias relativas de M 82 con las de la Barra de Orión (ver Capítulo 8), encontramos que todas las especies que presentan bajas abundancias en M 82, excepto C^{34}S , muestran el mismo comportamiento en la Barra de Orión. Esta comparación apoya firmemente la idea de que la química de M 82 está fuertemente dominada por PDRs, lo cual apoya igualmente el escenario del núcleo de M 82 visto como un brote de formación estelar evolucionado y dominado por PDRs.

NGC 4945 presenta unas abundancias relativas para todas las especies moleculares observadas muy parecidas a las de NGC 253 dentro de un factor 3. La no detección de SiO indica una clara deficiencia en su abundancia, semejante a lo observado en M 82. Por otro lado, contrariamente a M 82, muestra una abundancia de CH_3OH semejante a la de NGC 253. Este parecido entre las abundancias de NGC 4945 y NGC 253, junto con las consideraciones de excitación y el estudio detallado de especies tales como CN, HCN y HNC, han sido interpretadas como un estado evolutivo del brote de formación estelar nuclear de NGC 4945 intermedio entre los de NGC 253 y M 82 (Wang et al., 2004). Derivado de nuestra comparación, la complejidad química dentro del brote de formación estelar nuclear en NGC 4945 muestra claramente una semejanza mayor con NGC 253 que con M 82.

IC 342 muestra unas altas abundancias relativas de HC_3N y H^{13}CO^+ mientras que las abundancias de moléculas como C_2H y N_2H^+ son mas bajas que las de NGC 253. Algunas de las observaciones disponibles de IC 342 se han realizado en una posición $\sim 5'' - 15''$ al norte de la región principal de formación estelar en esta fuente, cerca de la posición D (siguiendo la nomenclatura de Downes et al., 1992). La abundancia de C_2H se ha tomado de Meier & Turner (2005) en la dirección de la posición D. Su abundancia relativa es baja comparada con la de NGC 253.

Incluso si tomamos el valor de la abundancia en la posición donde esta molécula presenta el máximo de emisión (i.e. un orden de magnitud mayor, Meier & Turner, 2005), la abundancia relativa de C_2H respecto a las demás especies sería similar que lo observado en NGC 253. Los mapas de alta resolución de (Meier & Turner, 2005) muestran claramente una diferenciación entre la región nuclear central dominada por radiación UV y la región dominada por los choques producidos por las colisiones entra nubes en el contexto de un potencial barrado. Si se tiene en cuenta la posición hacia la cual se han tomado muchos de los espectros en las referencias, la emisión molecular de IC 342 debería parecerse más a la de NGC 253 que a la de M 82. De hecho, IC 342 no presente la baja abundancia relativa de HNCO observada en M 82, aunque sí la baja abundancia de C_2H . La abundancia de SiO también muestra una gran variación a lo largo de la región nuclear de IC 342 tal y como muestran los mapas interferométricos de Usero et al. (2006). El límite a la abundancia presentado en la Tabla 7.7, derivado a partir de la no detección de SiO en los datos de Mauersberger & Henkel (1991a), representa un valor promedio entre las abundancias de $\sim 1 - 4 \times 10^{-9}$ y $\sim 2 - 7 \times 10^{-10}$ derivados, respectivamente, en el brazo espiral norte (posición D) y la región del anillo circunuclear (Usero et al., 2006). Todavía se echan en falta muchas moléculas en esta comparación que no has sido observadas en IC 342, y que son críticas para la clara descripción y diferenciación de la química de esta galaxia, tales como SO, OCS y CH_3OH .

En lo que a *Maffei 2* y *NGC 6946* se refiere, la información molecular disponible no es suficiente para apreciar una diferenciación clara de otras fuentes. Aun así, se puede apuntar la notable alta abundancia relativa de HNCO en Maffei 2 comparada con las otras galaxias, de igual forma que la baja abundancia relativa de H_2CO en NGC 6946. Ambas galaxias muestran una deficiencia de N_2H^+ .

Con el fin de cuantificar esta comparación de abundancias entre las galaxias seleccionadas, hemos tomado la diferencia logarítmica entre las abundancias de

Tabla 7.8: Comparación estadística de las abundancias en las galaxias seleccionadas respecto de las de NGC 253.

Fuente	Sin límites ^a			Con límites ^a		
	$\overline{\Delta X}$	rms(ΔX)	num.	$\overline{\Delta X}$	rms(ΔX)	num.
NGC 4945	0.30	0.29	18	0.27	0.32	19
M 82	0.19	0.51	15	0.05	0.54	19
IC 342	0.08	0.34	12	0.00	0.42	13
Maffei 2	0.02	0.31	9	0.02	0.31	9
NGC 6946	-0.20	0.30	7	-0.20	0.30	7

^a Estadística calculada sin y con los límites superiores calculados para las fuentes de comparación. Ver el texto para más detalles.

cada fuente y la abundancia derivada en este trabajo para NGC 253 en la forma $\Delta X = \log_{10}(X/X_{\text{NGC 253}})$. Esta variable, ΔX , es precisamente lo que se representa en la Figura 7.2. La Tabla 7.8 presenta la media ($\overline{\Delta X}$) y la raíz cuadrática media ($\text{rms}(\Delta X)$) para cada fuente en dos casos diferentes. El primero utiliza para el cálculo estadístico únicamente las especies que han sido detectadas en ambas fuentes. El número de moléculas incluidas en ese cálculo también se indica. El segundo caso utiliza también los límites superiores de algunas especies para esta comparación estadística. Para tener estos límites en cuenta se siguió el siguiente criterio: los límites superiores que sean mayores que las abundancias medidas en NGC 253 se rechazaron puesto que no nos proporcionan ninguna información útil para la comparación. Los límites a las abundancias cuyos valores están por debajo de los de NGC 253 han sido divididos por dos para los cálculos como estimación del valor real aproximado. Esta última aproximación puede, en algunos casos, provocar una sobrestimación de las abundancias, pero una limitación más fuerte podría resultar en estimaciones sesgadas de los límites en la Tabla 7.8.

Mientras que el valor medio, $\overline{\Delta X}$, únicamente nos da una idea de la diferencia media entre las abundancias de cada fuente y NGC 253, la raíz cuadrática media nos proporciona una medida fiable de la diferencia entre el patrón de abundancias que define la química de cada objeto. De esta forma, la diferenciación química entre M 82 y NGC 253, tal y como se hacía notar previamente, destaca claramente en esta comparación. Por otro lado la química de NGC 4945 e IC 342 no difiere tanto como M 82 de la de NGC 253. Sin embargo, la diferenciación de IC 342 se hace significativamente más evidente cuando se tienen en cuenta los límites a las abundancias observadas.

7.5. Resumen y Conclusiones

Son escasas las fuentes extragalácticas de las que se pueda hacer una descripción completa de su composición química. La compilación de todas las observaciones moleculares disponibles en la literatura de galaxias extensamente estudiadas como M 82, IC 342, NGC 4945, Maffei 2 y NGC 6946 proporciona la base fundamental sobre la que establecer una química extragaláctica comparada.

Se ha confeccionado para cada una de estas galaxias una compilación de las abundancias relativas de todas las especies observadas en el barrido espectral de NGC 253, salvo aquellas detectadas por primera vez fuera de la Galaxia, junto con las especies NH_3 , N_2H^+ y CN . La densidad de columna de H_2 , necesaria para estimar las abundancias relativas, se derivó a partir de los datos disponibles de la emisión de la línea $J = 2 - 1$ de ^{13}CO . Se comparan las abundancias de un total de 22 especies moleculares e isótopos en estas fuentes.

La comparación de la composición molecular de las regiones nucleares de estas galaxias muestra en primer lugar las evidentes diferencias entre NGC 253 y M 82, prototipos de química fuera de la Vía Láctea, interpretadas como una diferencia

en el estado evolutivo de sus brotes de formación estelar nucleares. Esta diferencia es particularmente evidente por la alta abundancia de C_3H_2 en M 82 en contraste con la baja abundancia de especies como CH_3OH , SiO y $HNCO$, provocado por la intensa radiación UV generada en las estrellas recién formadas en el brote.

Por otro lado, si bien el brote de formación estelar en NGC 4945 parece situarse en un estado intermedio entre los brotes en M 82 y NGC 253, presenta mayores similitudes con la química observada en NGC 253, salvo por la baja abundancia observada de SiO .

Parte de las observaciones disponibles en IC 342 están realizadas hacia una posición en la estructura de brazos espirales circunnuclear, dominado por una química de choques semejante a la de NGC 253, mientras que el resto se han observado hacia la región central donde gran parte de la formación estelar está teniendo lugar, dominado por una química de fotodisociación semejante a la de M 82. En general la química observada hacia IC 342 se asemeja a la de NGC 253 con diferencias en moléculas como C_2H y N_2H^+ .

Para fuentes tales como Maffei 2 y NGC 6946 no se dispone de observaciones moleculares suficientes para describir y discriminar claramente la naturaleza de su complejidad química.

Esta comparación demuestra el potencial de los estudios de la composición química de galaxias, resultado de barridos espectrales de las ventanas atmosféricas completas en el rango milimétrico, donde se concentra gran parte de la emisión rotacional molecular, como discriminador del estado evolutivo de sus regiones nucleares. La diferenciación química del material molecular nuclear en galaxias está asociado a los mecanismos de calentamiento dominantes, tal y como se deriva del estudio presentado en el Capítulo 8.

Capítulo 8

Composición química del medio interestelar en la región central de NGC 253

8.1. Introducción: Gas molecular en la Galaxia

Una gran fracción del gas interestelar en las galaxias espirales como la nuestra se encuentra en forma de nubes moleculares gigantes (GMCs), con masas de $10^4 - 10^6 M_{\odot}$. En la Figura 8.1 se presenta uno de los mapas más completos de la emisión molecular de la Galaxia (CO $J = 1 - 0$ en 115 GHz, Dame et al., 2001) en la que se indican los grandes complejos de gas molecular. Para distancias mayores que el radio solar ($D_{\odot} \simeq 8.5$ kpc) las nubes de gas interestelar contienen una fracción importante de HI, mientras que dentro de este radio las nubes se componen principalmente de H_2 . Se observa una gran concentración de complejos de nubes moleculares y regiones HII en el *anillo molecular* a la distancia galactocéntrica $D_{GC} \simeq 4$ kpc. En la región definida por $D_{GC} \leq 3$ kpc se observa una carencia de material molecular y regiones HII, cuyo número se incrementa de nuevo en la región de unos pocos cientos de parsecs alrededor del centro Galáctico (ver Combes, 1991; Wilson & Rood, 1994, para una revisión de la estructura, contenido molecular y abundancias interestelares en la Galaxia).

La situación dentro de la Galaxia de los complejos de nubes moleculares provoca que estén sometidas a diferentes condiciones fisico-químicas que afectan tanto a su composición y formación como a su evolución. La evolución química en el disco Galáctico y en la región del centro de la Galaxia son diferentes por lo que las abundancias y razones isotópicas observadas en ambos medios son diferentes (Wilson & Rood, 1994). Parece claro que el medio interestelar en la parte más interna de la Galaxia ha sufrido un mayor procesamiento del material en las estrellas, y por lo tanto presenta una mayor abundancia de metales, debido a la dependencia de la tasa de formación estelar con la cantidad de material denso y frío disponible (Lada et al., 1991). Encontramos de esta forma en nuestra Galaxia numerosos ejemplos

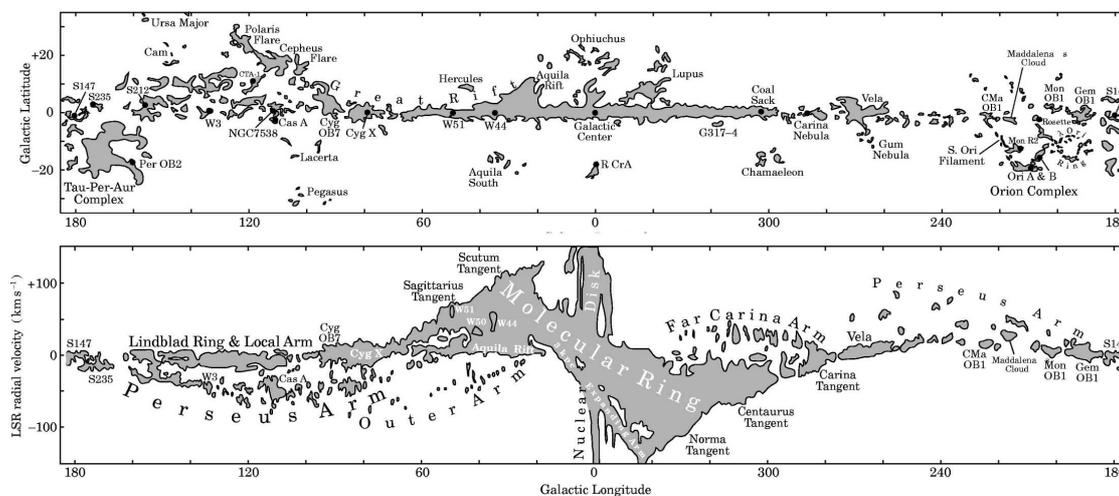


Figura 8.1: *Superior:* Diagrama del contenido molecular resultado del mapa integrado en velocidades de la emisión de CO en la Galaxia donde se indican los principales complejos moleculares.

Inferior: Esquema del diagrama latitud-velocidad de la emisión de CO integrada sobre una banda de $\sim 4^\circ$ centrada en el plano Galáctico. Las principales formaciones observadas se indican en la figura.

Figuras extraídas de (Dame et al., 2001).

de nubes moleculares, afectadas por procesos físico y químicos determinados, cuyo estado de evolución las convierten en prototipos de química ideales como ejemplos de comparación con fuentes extragalácticas debido a su proximidad.

* * *

Hemos seleccionado cinco fuentes Galácticas, a saber, Sgr B2(N), Sgr B2(OH), TMC-1, L134N, y la barra de Orión, consideradas prototipos de diferentes tipos de química dentro de la Galaxia. Todas estas fuentes han sido el objetivo de numerosos estudios multi-moleculares y barridos espectrales. Cada una de estas fuentes se describen brevemente en la Sección 8.2. La Sección 8.3 muestra una comparativa de las abundancias fraccionales de NGC 253 y las fuentes Galácticas seleccionadas. Un resumen de las principales conclusiones acerca de los mecanismos de calentamiento en NGC 253 derivados a partir de esta comparación se presentan en la Sección 8.4.

8.2. Fuentes de comparación galáctica

En esta sección se describen brevemente las principales características que diferencian a cada una de las fuentes de comparación seleccionadas. Se asume, en principio, que estas fuentes son una muestra representativa de los procesos físico-químicos que se esperan dominantes en la química y el calentamiento del material

molecular de la región nuclear de las galaxias. Junto a la descripción, se indica en cada caso el tipo de química de la que es prototipo cada uno de los objetos seleccionados.

8.2.1. Sgr B2(N) y Sgr B2(OH)

Sgr B2(N) es considerado como el prototipo de *química de núcleos moleculares calientes* asociados a formación de estrellas masivas. Se han identificado un gran número de especies moleculares en esta fuente, que constituye uno de los emisores moleculares más brillantes conocidos en la Galaxia (Friedel et al., 2004, y referencias en este).

Sgr B2(OH), es una posición en la envoltura molecular de Sgr B2 que rodea una de las regiones de formación estelar masiva más activas de la Galaxia. Esta nube se toma como prototipo de *Complejo de nubes moleculares del Centro Galáctico* (Martín-Pintado et al., 1997).

En la Sección 10.3 se encuentra una descripción más detallada del complejo molecular de Sgr B2.

8.2.2. La Barra de Orión

La Barra de Orión constituye un ejemplo evidente de *región de fotodisociación* (PDRs). La emisión molecular en las PDRs se origina en las capas superficiales de las nubes moleculares interestelares. Las enormes cantidades de radiación de fotones en el ultravioleta lejano procedente de las estrellas OB jóvenes crea una región HII en su vecindad inmediata. Más allá del límite de esta región HII, determinado por la longitud de penetración de los fotones con energías superiores al límite Lyman de 13.6 eV, se crea una PDR en la transición hasta la nube parental (Hogerheijde et al., 1995). Una gran fracción del material molecular en la Vía Láctea y en galaxias externas se espera que esté afectado por PDRs (Hollenbach & Tielens, 1997).

La Barra de Orión se sitúa aproximadamente 2' al sureste de las estrellas del Trapecio y forma parte de la gran Nube Molecular de Orión (OMC o Orión-A), a una distancia de ~ 450 pc. Esta nube es el emplazamiento de una de las regiones de formación estelar masiva más importantes y estudiada de la Galaxia. Las más jóvenes de estas estrellas forman la asociación OB del Trapecio (θ^1 Ori), y constituyen la fuente de ionización de la región HII de la Nebulosa de Orión (Hogerheijde et al., 1995). La Barra de Orión forma el fino borde de la emisión de continuo a 6 cm que traza la mayor parte de la región HII (Johnston et al., 1983). Fuera de la región delimitada por el frente de ionización, se observan capas dominadas por la emisión atómica y molecular (ver Jansen et al., 1995, , y referencias en su interior).

8.2.3. TMC-1 y L134N

Las *nubes quiescentes frías* (*nubes oscuras*), representadas en esta comparación por TMC-1 y L134N, constituyen los sitios de formación de estrellas de baja masa. Su química esta dominada por las reacciones ión-molécula en fase gaseosa.

TMC-1 presenta una estructura en forma de cresta alargada en la dirección noroeste-sureste. La estructura y composición química de esta nube ha sido muy estudiada (Hirahara et al., 1992; Pratap et al., 1997; Turner et al., 2000; Dickens et al., 2001). TMC-1 ha demostrado ser un excelente objeto para el estudio de la química de nubes oscuras en condiciones quiescentes. Presenta una química rica en carbono con gradientes en la abundancia de algunas moléculas cruzando la parte más densa de la cresta que se extiende en una región de $0.2 \text{ pc} \times 0.6 \text{ pc}$. El aspecto más prominente de la química de TMC-1 es la gran abundancia de varias moléculas con cadenas de carbono (Kalenskii et al., 2004), tales como CH_3CCH , cianopoliinos (HC_{2n+1}N) y radicales (C_nH).

L134N (o L183) es una nube oscura situada idealmente para estudios detallados debido a su alta latitud galáctica ($b = +37^\circ$) y su proximidad (110 pc Franco, 1989). Este objeto ha sido objeto de referencia para los modelos de astroquímica por ser considerada una nube quiescente. A diferencia de TMC-1, L134N presenta una química rica en oxígeno donde se observa la presencia de especies como SO, SO_2 y CH_3OH . Los estudios detallados de esta fuente (Ward-Thompson et al., 2000; Pagani et al., 2003, 2004, 2005) revelan la existencia de dos núcleos pre-estelares de masa solar en diferentes estados de evolución, estando el núcleo central en un estado evolutivo mayor que el núcleo situado al norte.

8.3. Mecanismo de calentamiento en NGC 253

La Tabla 8.1 muestra las abundancias de todas las moléculas observadas en el barrido espectral de NGC 253 comparadas con las de las fuentes Galácticas seleccionadas. Con el objetivo de conseguir la mayor consistencia posible en la razón entre densidades de columna de cada especie, se ha intentado, en la medida de lo disponible en la literatura, utilizar los valores medidos en barridos espectrales o estudios de múltiples líneas para cada fuente.

De igual forma que se ha hecho en la comparación extragaláctica (Capítulo 7), la Figura 8.2 muestra una representación gráfica directa de los datos en la Tabla 8.1, donde las especies moleculares se ordenan en orden creciente de abundancias medidas en NGC 253. La Figura 8.3 representa las abundancias de cada una de las moléculas normalizadas a las abundancias medidas en NGC 253 en escala logarítmica.

A continuación se describe en detalle la comparación de las composiciones químicas de cada una de las fuentes de comparación seleccionadas en relación a las observadas en NGC 253.

Sgr B2(N) presenta evidentes diferencias en su composición química cuando se compara con las abundancias moleculares observadas en NGC 253. El grupo de

Tabla 8.1: Comparación de abundancias moleculares fraccionales en NGC 253 y otras fuentes Galácticas

Molécula	NGC 253	Sgr B2(N)	Sgr B2(OH)	TMC-1	L134N	Barra de Orión
HN ¹³ C	-10.0	-11.0
H ¹³ CO ⁺	-10.4	-11.4	-10.3
SiO	-9.9	-10.7	...	< -11.6	< -11.4	-10.3
NH ₂ CN	-9.7	-10.1	-10.0
C ₂ S	-9.7	...	-9.6	-8.1	-9.2	...
CH ₃ CN	-9.5	-6.7	-9.4	-9.0	< -9.0	< -10.3
c-C ₃ H	-9.5	-10.5	< -10.9	-9.3
HOCO ⁺	-9.4	-10.5	-9.7
C ³⁴ S	-9.4	-10.2	-9.0
c-C ₃ H ₂	-9.3	-10.5	-9.8	-8.0	-8.7	-9.7
HC ₃ N	-9.2	-7.5	-9.0	-8.2	-9.7	...
NS	-9.2	-7.0	...	-9.1	-9.5	...
H ₂ CS	-9.2	-6.8	-8.7	-8.5	-9.2	...
SO ₂	-9.1	-6.6	-8.7	< -9.0	-8.4	-9.9
CH ₂ NH	-9.1	-7.0	-9.2
H ₂ S	-9.1	-9.9	...	< -9.3	-9.1	-8.2
HNC	-9.0	-7.7	-8.2	-9.0
SO	-8.9	-6.9	-8.7	-8.3	-7.7	-8.0
HCO ⁺	-8.8	-8.1	-8.1	-8.5
HNCO	-8.8	-9.2	-8.4	-9.7	...	< -10.8
H ₂ CO	-8.6	-9.3	-8.6	-7.7	-7.7	-8.2
OCS	-8.4	-8.6	-8.3	-8.7	-8.7	...
HCN	-8.3	-7.7	-8.4	-8.3
CS	-8.2	-8.0	-9.0	-7.6
CH ₃ CCH	-8.2	-8.4	-8.8	-8.2	< -8.9	...
CH ₃ OH	-7.9	-5.8	-7.3	-8.7	-8.5	-9.0
C ₂ H	-7.7	-9.7	...	-7.1	< -7.3	-8.7
NO	-7.2	-6.0	...	< -7.5	-7.2	-8.6

Referencias.-

NGC 253: Este trabajo;

Sgr B2(N): Nummelin et al. (2000) y Minh et al. (1991)[H₂S]. $N(\text{H}_2) = 3.0 \cdot 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ de Nummelin et al. (2000);

Sgr B2(OH): Cummins et al. (1986) y Turner (1991). $N(\text{H}_2) = 5 \cdot 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ (ver texto para más detalles sobre esta estimación);

TMC-1 y L134N: Ohishi et al. (1992), McGonagle et al. (1994)[NS], Ziurys et al. (1989)[SiO]. $N(\text{H}_2) = 1.0 \cdot 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ de Ohishi et al. (1992);

Barra de Orión: Jansen et al. (1995), Fuente et al. (2003)[C₃H₂], Schilke et al. (2001b)[SiO]; $N(\text{H}_2) = 6.5 \cdot 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ de Jansen et al. (1995).

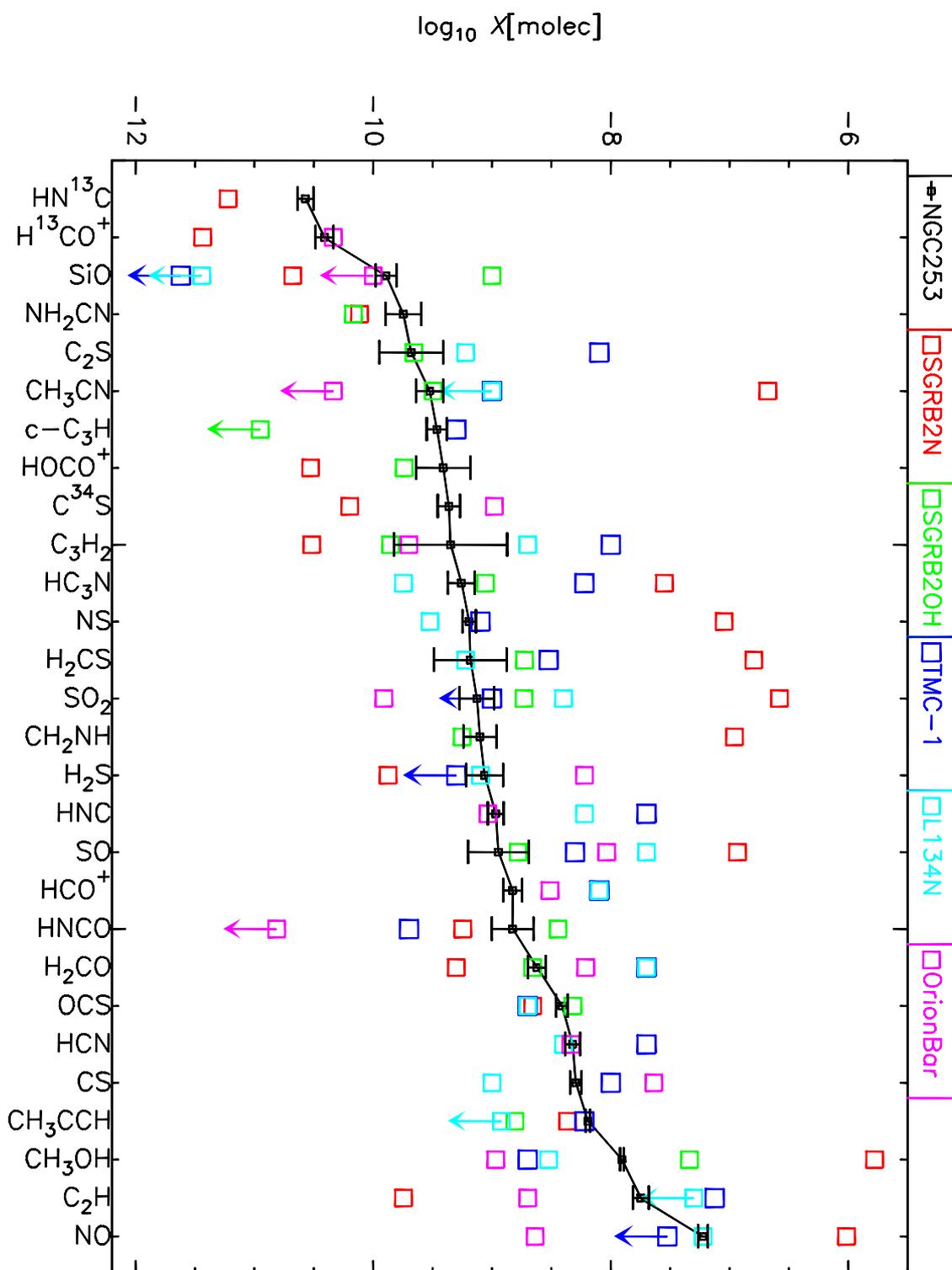


Figura 8.2: Abundancias fraccionales (X) relativas a H_2 de las fuentes Galácticas seleccionadas comparadas con las abundancias medidas en NGC 253.

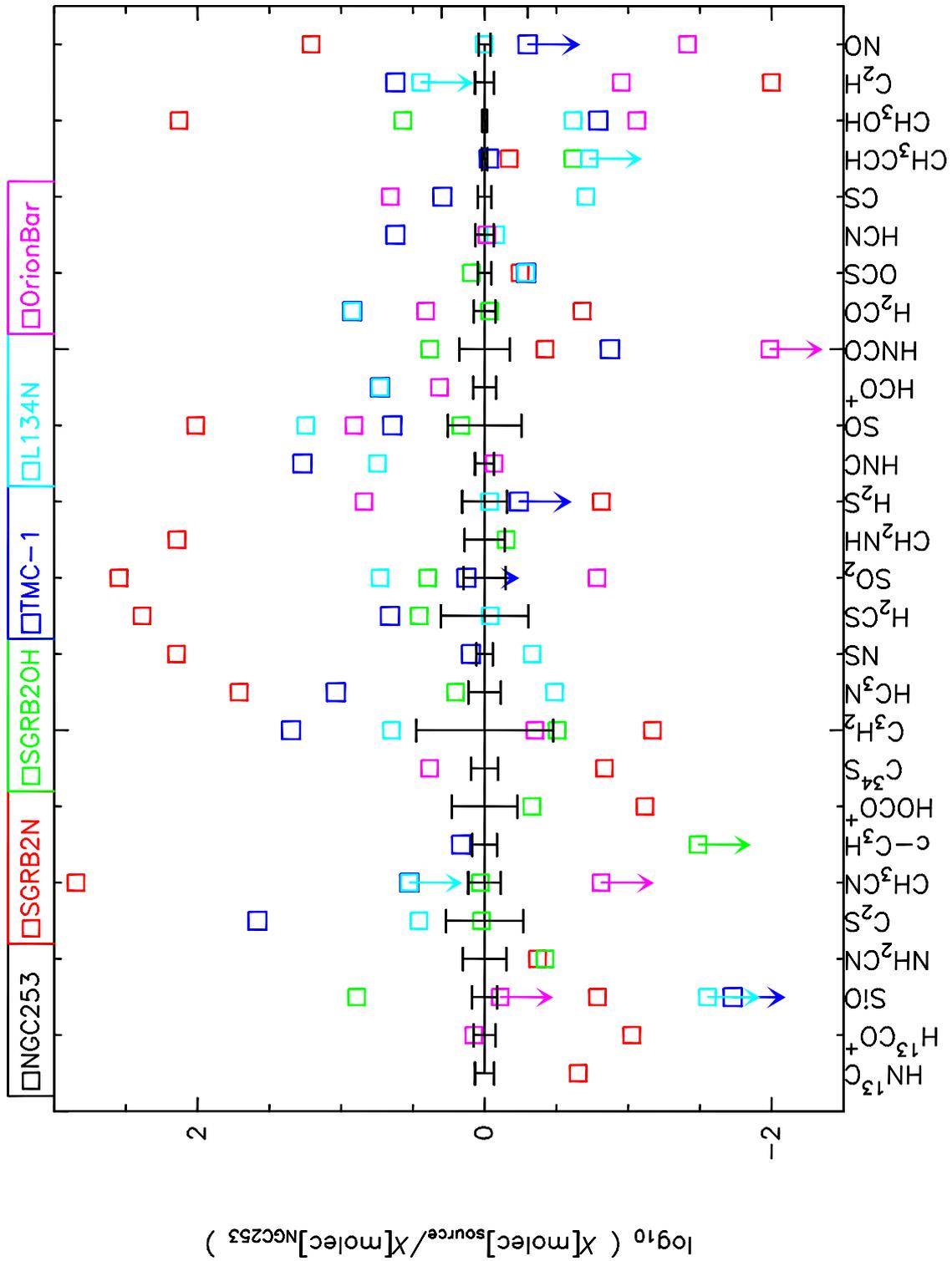


Figura 8.3: Abundancias fraccionales (X) relativas a H_2 de las fuentes Galácticas seleccionadas normalizadas a las abundancias medidas en NGC 253.

moléculas formado por CH_3CN , HC_3N , NS , H_2CS , SO_2 , CH_2NH , SO , CH_3OH y NO , presenta abundancias relativas con respecto a las demás especies de $\sim 2 - 3$ órdenes de magnitud mayores que las que se observan en NGC 253. Practicamente todo el resto de especies observadas en Sgr B2(N) muestran abundancias menores que en NGC 253, sin embargo, sus abundancias relativas son similares a las de NGC 253 en menos de un factor 10. Moléculas tales como HOCO^+ y C_2H presentan abundancias significativamente bajas en el núcleo caliente de Sgr B2(N). Además, las temperaturas rotacionales derivadas de las moléculas observadas en NGC 253 son considerablemente menores que las temperaturas típicamente de > 70 K observadas en los núcleos calientes. Incluso si los núcleos calientes asociados a protoestrellas masivas están presentes en el medio interestelar nuclear de NGC 253, claramente no dominarían la emisión molecular que observamos en el espectro de 2 mm de NGC 253. Aunque el tamaño angular del complejo de nubes moleculares de Sgr B2 se extiende $\sim 18'$ (Scoville et al., 1975), la emisión de algunas de las moléculas complejas más grandes, a saber, CH_2CHCN , HCOOCH_3 y $\text{CH}_3\text{CH}_2\text{CN}$, aparecen concentradas en la dirección de Sgr B2(N) en una región de $\sim 5''$ (Miao et al., 1995), correspondientes a 0.2 pc a la distancia de 8.5 kpc del Centro Galáctico (Kerr, F.J. & Lynden-Bell, D., 1986). Si tomamos éste como el tamaño típico de un núcleo caliente y lo situamos a la distancia de NGC 253, el diámetro angular observado sería de tan solo $< 0.02''$. A causa del efecto de dilución de la fuente en el haz del telescopio, la detección de un único núcleo caliente del tamaño de Sgr B2(N) a la distancia de NGC 253 esta fuera del alcance del telescopio de 30 m y en general de cualquier telescopio de antena única. Sería necesario un gran número de tales fuentes para poder observar las huellas de la compleja química de los núcleos calientes asociados a protoestrellas masivas.

La no detección de moléculas tales como CH_3CN y HNCO en la *Barra de Orión* indica claramente una baja abundancia relativa de estas especies respecto de las demás moléculas observadas, lo cual no está de acuerdo con las abundancias observadas en NGC 253. De igual forma, las abundancias relativas de SiO , SO_2 , CH_3OH , C_2H y NO aparecen $\sim 1 - 2$ órdenes de magnitud mas bajas en la barra de Orión que en NGC 253. Se observa una alta abundancia de los radicales hidrocarburos, tales como C_2H y C_3H_2 , en PDRs (Fossé et al., 2000; Fuente et al., 1993, 2003; Pety et al., 2005). En ese contexto, es sorprendente ver como las abundancias de C_2H y C_3H_2 , utilizados comúnmente como trazadores de regiones de fotodisociación, muestran abundancias relativamente bajas en la PDR de Orion cuando se compara no solo con NGC 253 sino con el resto de fuentes de comparación exceptuando el núcleo caliente de Sgr B2(N). Las observaciones de la Barra de Orión se han tomado de la posición de máxima densidad de columna de H_2 dentro de la Barra (Jansen et al., 1995; Fuente et al., 1996), que no es la misma que la posición donde se observa la máxima abundancia de C_3H_2 (Fuente et al., 2003). Se observa que la contribución a la densidad de columna total de la posición del máximo de emisión de C_3H_2 es menor que la del máximo de emisión molecular. Por lo tanto, se espera que la abundancia molecular del máximo de emisión molecular (i.e. máxima densidad de

columna de C_3H_2) domine la emisión de PDRs en galaxias externas. De cualquier forma, incluso tomando la posición de máxima abundancia de C_3H_2 (hasta un orden de magnitud mayor, Fuente et al., 2003), la abundancia relativa se acercaría a la encontrada en NGC 253. Como resultado de esta comparación, parece claro que la química del medio nuclear de NGC 253 no está dominado por la fotodisociación.

En nuestra comparación, los complejos de nubes oscuras *TMC-1* y *L134N* tienen en común la bajas abundancias relativa de SiO, y en menor grado, de CH_3OH . El resto de especies se comportan de forma significativamente diferente en cada fuente. SO_2 , H_2S , HNC y NO presentan bajas abundancias en *TMC-1* mientras que C_2S y C_3H_2 parecen tener abundancias de hasta un orden de magnitud mayores. Por otro lado, *L134N* presenta una alta abundancia de SO y relativamente bajas abundancias de HC_3N y CH_3CCH . El patrón de abundancias definido por estas dos nubes oscuras, claramente no sigue el encontrado en NGC 253. Adicionalmente, incluso las temperaturas rotacionales derivadas en este trabajo, que en general son un límite inferior a la T_{kin} , son mayores que las temperaturas cinéticas típicas ($T_{kin} \sim 10$ K) medidas en estos objetos.

La densidad de columna de H_2 de *SGR B2(OH)* se ha estimado aproximadamente como $N(H_2) = 5 \cdot 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ a partir de la dependencia de la densidad de columna como función de la resolución angular derivada para Sgr B2 (N) y (M) por Nummelin et al. (2000). Las abundancias relativas de todas las especies medidas hacia este complejo de nubes moleculares en el Centro Galáctico parece reproducir el patrón de abundancias en NGC 253 dentro de un factor ~ 5 . La única especie claramente deficiente en *Sgr B2(OH)* en comparación con NGC 253 es *c-C_3H*, pero esta molécula solo se detecta de forma tentativa en NGC 253. Así, la razón entre las abundancias de cualquier especie en *Sgr B2(OH)* es igual a la encontrada en NGC 253 en menos de un orden de magnitud de error.

De forma similar a la comparación estadística presentada en el Capítulo 7 para las galaxias seleccionadas, la Tabla 8.2 muestra el resultado de la comparación de las abundancias en NGC 253 y las medidas en las fuentes Galácticas seleccionadas. El cálculo de este parámetro estadístico ha tenido en cuenta todas las abundancias disponibles mostradas en la Tabla 8.1 siguiendo el mismo criterio aplicado en el Capítulo 7. Además, debido a la incertidumbre en su detección en NGC 253, la molécula de *c-C_3H* no se ha incluido en esta comparación. La raíz cuadrática media de la diferencia logarítmica apunta a la envoltura del complejo de *Sgr B2* como la fuente cuya complejidad química está más próxima a la de NGC 253. Si bien, las abundancias observadas en la nube oscura *L134N* parecen muy próximas a las de NGC 253 (ver columna 3 en la Tabla 8.2), cuando se incluyen las moléculas para las que solo disponemos de límites, la diferencias se ve significativamente incrementada, alcanzando diferencias semejantes a las derivadas para *TMC-1* o la Barra de Orión.

El acuerdo entre las abundancias relativas de prácticamente todas las moléculas medidas en NGC 253 y la nube de *Sgr B2* constituye una notable y clara indicación de que el calentamiento y la química de la mayor parte del medio interestelar de la región nuclear de NGC 253 está dominado por los mismos procesos que afectan a

Tabla 8.2: Comparación estadística de las fuentes Galácticas seleccionadas respecto de NGC 253.

Fuente	Sin límites			Con límites		
	$\overline{\Delta X}$	rms(ΔX)	num.	$\overline{\Delta X}$	rms(ΔX)	num.
Sgr B2(N)	0.40	1.50	22	0.40	1.50	22
Sgr B2(OH)	0.07	0.40	16	-0.04	0.58	17
TMC-1	0.47	0.66	18	0.26	0.85	21
L134N	0.18	0.58	16	-0.00	0.76	18
Barra de Orión	-0.07	0.71	14	-0.28	0.85	17

^a Estadística calculada sin y con los límites superiores calculados para las fuentes de comparación. Ver el texto en el Capítulo 7 para más detalles.

las nubes en el Centro Galáctico.

La envoltura molecular alrededor de la región de formación estelar de Sgr B2 está formada por material relativamente denso y templado ($n_{H_2} = 2 \cdot 10^5 \text{cm}^{-3}$ y $T_{\text{kin}} = 40 - 60 \text{K}$, de Vicente et al., 1997). Las altas abundancias de NH_3 , SiO y $\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$ que se observan en la fase gaseosa de las nubes moleculares del Centro Galáctico se cree que es el resultado de la química que tiene lugar en los mantos de granos de polvo y su posterior eyección hacia la fase gaseosa por rotura de los granos debido a frentes de choque de baja velocidad (Flower et al., 1995; Martín-Pintado et al., 1997, 2001). En el Centro Galáctico, el origen de estos choques no está claro. Se ha propuesto que estos choques podrían deberse a los choques a gran escala asociados con las colisiones entre nubes debido a los movimientos orbitales de las nubes moleculares en un potencial barrado (Hasegawa et al., 1994; Sato et al., 2000), a la interacción de las burbujas en expansión en regiones HII debido a eventos de supernova y/o a los intensos vientos estelares de las estrellas wolf-rayet (Sofue, 1990; de Vicente et al., 1997; Martín-Pintado et al., 1999) asociadas con un brote de formación estelar que tuvo lugar hace 10^7 años (Rodríguez-Fernández et al., 2004; Rodríguez-Fernández & Martín-Pintado, 2005).

8.4. Resumen y Conclusiones

La comparación de la composición química de nubes moleculares prototipo dentro de la Vía Láctea a través de sus patrones de abundancias respectivos nos permite establecer los mecanismos de calentamiento de fuentes de emisión molecular extragaláctica. En este Capítulo se han estudiado las abundancias relativas del núcleo con brotes de formación estelar en NGC 253 por comparación con fuentes Galácticas.

Esta comparación se fundamenta en las 28 moléculas y sustituciones isotópicas derivadas del análisis del barrido espectral de la banda de 2 mm en NGC 253

presentado en los Capítulos 2 y 3.

Los prototipos seleccionados de química de núcleos calientes, regiones de fotodisociación y nubes oscuras presentan unos patrones de abundancias que difieren apreciablemente del observado en NGC 253. Por el contrario, la química observada en el complejo de nubes moleculares de Sgr B2 en el centro de la Galaxia, representados por las observaciones de la fuente Sgr B2(OH), se ajusta significativamente a la composición de la región nuclear de NGC 253. Esta semejanza sugiere un origen semejante para estas abundancias observadas, lo cual implica un mecanismo de calentamiento dominante común para el gas molecular de ambas fuentes. Así, los choques de baja velocidad a gran escala en los pocos cientos de parsecs centrales de NGC 253 se apuntan como el mecanismo responsable del calentamiento y de la química que dominan la emisión molecular en la región nuclear de esta galaxia. De igual forma que en el centro de la Galaxia, el posible origen de estos choques se baraja entre los choques entre nubes debido a los movimientos orbitales en un potencial barrado o los movimientos expansivos debido a las explosiones de supernovas y vientos de estrellas masivas fruto de la intensa actividad de formación estelar en el brote nuclear de NGC 253.

Capítulo 9

DetECCIÓN DE METANOL EN M 82

9.1. Introducción

La emisión de la molécula de metanol (CH_3OH) se observa en un amplio abanico de condiciones físicas en el medio interestelar tanto Galáctico como extragaláctico (Menten et al., 1988; Henkel et al., 1987; Hüttemeister et al., 1997) y también en cometas (Bockelée-Morvan et al., 1991). Las abundancias relativas a H_2 que se observan en fase gaseosa oscilan desde unos pocos $\sim 10^{-9}$ en nubes oscuras (Ohishi et al., 1992) y regiones de fotodisociación (Jansen et al., 1995) hasta alcanzar $\sim 10^{-6}$ en los núcleos moleculares calientes (Sutton et al., 1995; Nummelin et al., 2000) y en las nubes moleculares del Centro Galáctico (Requena-Torres et al., 2006). La molécula de CH_3OH es, después de la de H_2O , el constituyente más abundante de los hielos interestelares (Allamandola et al., 1992). Se observan abundancias altas de metanol relativo a H_2O en estado sólido en objetos protoestelares tanto de baja como de alta masa (Dartois et al., 1999; Pontoppidan et al., 2003). Las abundancias de metanol observadas en estado sólido son entre 1 y 4 órdenes de magnitud mayores que las medidas en fase gaseosa (Ehrenfreund & Charnley, 2000; Schöier et al., 2002). Este hecho, junto con las dificultades que encuentran los modelos de química en fase gaseosa para producir abundancias fraccionales mayores que unos pocos 10^{-9} (Lee et al., 1996), apoya la idea de que las grandes abundancias medidas de metanol son debidas a su inyección en la fase gaseosa vía evaporación y/o destrucción de los mantos de hielo (Millar et al., 1991; Charnley et al., 1995).

La emisión de metanol se ha detectado en varias galaxias, pero nunca en M 82 (Henkel et al., 1987; Hüttemeister et al., 1997). Debido al hecho de que la molécula de metanol se fotodisocia fácilmente ante una radiación UV, tal y como se observa en las PDRs galácticas (Hartquist et al., 1995) y de acuerdo con lo expuesto en el Capítulo 8, se esperarían bajas abundancias en M 82.

* * *

En este Capítulo se presenta la primera detección de CH_3OH en la región nuclear de M 82 (Martín et al., 2006b). Las abundancias fraccionales observadas de metanol,

detectado en tres posiciones (Sección 9.2), es mayor de lo que se esperaría si la composición molecular en el núcleo de M82 estuviese exclusivamente dominada por la química de regiones de disociación. Este hecho indica la presencia de una fracción significativa de gas denso protegido de la radiación UV en M82. En la Sección 9.3 se discute el posible origen de la emisión de metanol en esta galaxia y en la Sección 9.4. La Sección 9.5 presenta las principales implicaciones de la detección de metanol en M82.

9.2. Observaciones y resultados

Las observaciones se llevaron a cabo en Julio (3 mm) y Diciembre (2 mm y 1 mm) de 2004 con el telescopio de 30 m de IRAM. Se observaron tres líneas de metanol a 96.7, 157.2 y 241.7 GHz. El tamaño del haz telescopio a estas frecuencias es de 25'', 16'' y 10'' respectivamente. Los tamaños del haz a 3, 2 y 1 mm, se representan en las posiciones observadas superpuesto al mapa de alta resolución de HCO (García-Burillo et al., 2002) en la Figura 9.1. Las observaciones se realizaron en modo *wobbler switched* simétrico, con una distancia a la posición de referencia de 4' en azimut y una frecuencia de 0.5 Hz. Se utilizaron el banco de filtros 512 × 1 MHz para la línea de 3 mm y los bancos de filtros 256 × 4 MHz para las líneas de 2 y 1 mm. Los espectros se calibraron utilizando un sistema de dos cargas. Las temperaturas de sistema fueron de $T_{\text{sys}} \approx 200$ (3 mm), 370 (2 mm) y 630 K (1 mm) en escala T_{MB} .

La posición nominal de observación es $\alpha_{J2000} = 09^{\text{h}}55^{\text{m}}51.9^{\text{s}}$, $\delta_{J2000} = 69^{\circ}40'47.1''$, que corresponde aproximadamente al pico de emisión a 2.2 μm (Dietz et al., 1986; Joy et al., 1987). Se realizaron barridos en cruz en modo continuo cada 2 horas en fuentes puntuales, lo que asegura una precisión en el apuntado de $\sim 3''$.

Se observaron la posición central y dos posiciones adicionales. Estas posiciones que denominamos Noreste (NE a +13'', +7.5'') y Suroeste (SO a -13'', -7.5'') corresponden aproximadamente a los máximos de emisión de HCO observados en los mapas interferométricos de García-Burillo et al. (2002). La Figura 9.1 muestra mediante cruces, las posiciones hacia las cuales se realizó la observación. En la posición central únicamente se ha observado el grupo de líneas a 3 mm.

La Figura 9.2 muestra los perfiles de las líneas observadas de CH₃OH y la Tabla 9.1 recoge los parámetros derivados de los ajustes Gaussianos a las líneas observadas en cada una de las tres posiciones. En la posición central, la emisión presenta el máximo a 290 km s⁻¹, lo cual sugiere que la mayor parte de esta emisión, recogida por el haz de 25'', está dominada por la emisión del complejo NE. Hacia las otras dos posiciones se observa que la anchura de línea de las transiciones a 3 mm son más anchas que las líneas a 2 y 1 mm. Esta diferencia se explica probablemente por el mayor tamaño del haz del telescopio a 3 mm que esta detectando una componente de emisión más extendida. La baja velocidad radial de la transición a 3 mm en la dirección de la posición NE es un artefacto producido por un ajuste Gaussiano a un perfil no Gaussiano. De hecho, la emisión muestra el máximo a velocidades más

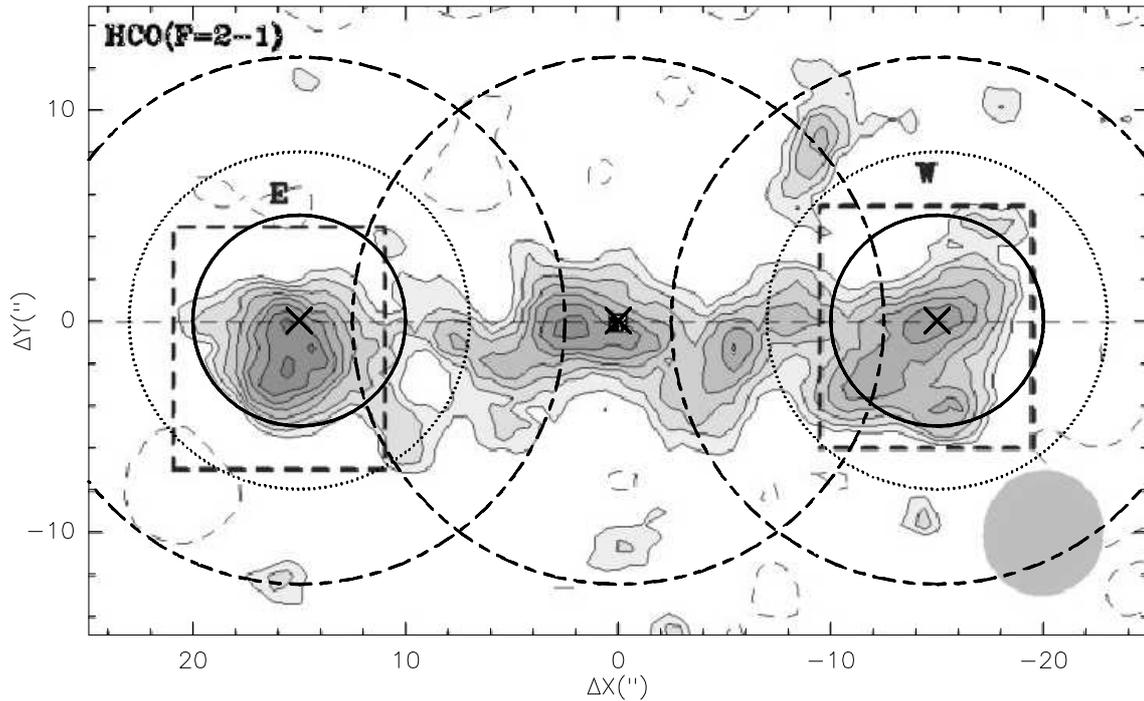


Figura 9.1: Mapa de intensidades integradas de $\text{HCO}(F = 2 - 1)$ en la región central de M82 extraído de García-Burillo et al. (2002). La elipse en gris en la esquina inferior izquierda muestra el tamaño del haz sintetizado. La línea recta discontinua muestra el eje mayor de la galaxia (P.A.= 70°). Las posiciones se refieren al centro dinámico de la galaxia, marcado con un cuadrado relleno. Los cuadrados con línea discontinua muestra los lóbulos NE y SO de la emisión molecular. Tres cruces muestran las posiciones en que se ha observado la molécula de metanol, y los círculos muestran el tamaño del haz del telescopio de 30 m de IRAM para las transiciones de metanol a 3 mm (línea discontinua), 2 mm (línea punteada) y 1 mm (línea continua).

altas que las derivadas en el ajuste. Por otro lado, las velocidades sistemáticamente más altas que se observan en las transiciones a 1 mm se deben principalmente a la superposición de diferentes transiciones de metanol en la línea observada de forma que la frecuencia de la transición que se espera mas intensa, que se toma para el ajuste, no es exactamente el centro de la emisión observada.

Con el objetivo de estimar el tamaño de la región de emisión molecular, hemos seguido el procedimiento utilizado por Mauersberger et al. (2003). Mediante el suavizado de los mapas interferométricos de $\text{C}^{18}\text{O } J = 1 - 0$ de Weiß et al. (2001a), Mauersberger et al. (2003) corrigen datos previos de antena única de CS (Mauersberger & Henkel, 1989a) a una resolución de $32''$. A partir del factor de conversión que se deriva para las líneas de CS $J = 3 - 2$, $\text{C}^{34}\text{S } J = 2 - 1$ y $J = 3 - 2$, tal y como se explica en la Sección 3.2, podemos estimar un tamaño de fuente equivalente para el complejo SO de $\theta_s \sim 12''$. A lo largo de este Capítulo, se utilizará un tamaño

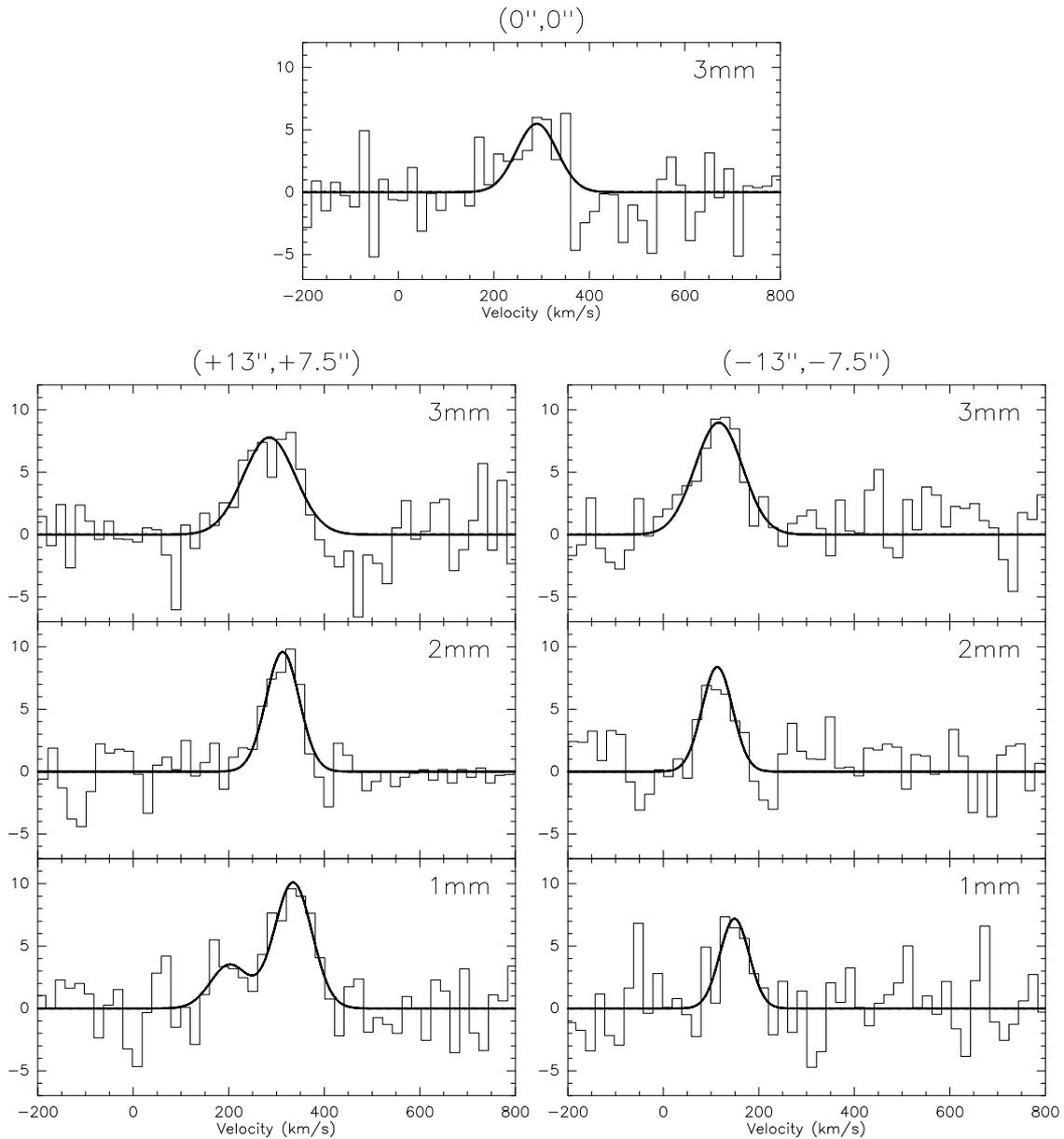


Figura 9.2: Líneas de CH_3OH observadas hacia tres posiciones en la región nuclear de M82. Los espectros, en escala T_{MB} , han sido remuestreados a una resolución en velocidades de 20 km s^{-1} . Los ajustes Gaussianos derivados de estos perfiles se muestran superpuestos sobre los espectros.

Tabla 9.1: Parámetros derivados de los ajustes Gaussianos a los perfiles de metanol observados.

CH ₃ OH	Frecuencia (MHz)	$\int T_{\text{MB}} dv$ mK km s ⁻¹	V_{LSR} km s ⁻¹	$\Delta v_{1/2}$ km s ⁻¹	T_{MB} mK	rms^a mK
Complejo NE (+13'', +7.5'')						
$2_k - 1_k$	96741.420	1070 (170)	285 (11)	128 (19)	7.8	2.5
$J_0 - J_{-1}$	157270.700	850 (70)	313 (4)	82 (8)	9.6	1.2
$5_k - 4_k$	241791.437	1010 (120)	335 (6)	93 (6)	10.1	2.2
	241879.073	350 (100)	310 (10)	93 (0)	3.5	2.2
Centro (0'', 0'')						
$2_k - 1_k$	96741.420	580 (190)	290 (20)	100 (44)	5.5	2.6
Complejo SO (-13'', -7.5'')						
$2_k - 1_k$	96741.420	1120 (180)	116 (8)	117 (24)	9.0	2.5
$J_0 - J_{-1}$	157270.700	670 (110)	113 (6)	75 (13)	8.4	2.0
$5_k - 4_k$	241791.437	550 (120)	149 (8)	72 (19)	7.2	2.6

^a nivel de ruido de los datos para una resolución en velocidades de 20 km s⁻¹.

medio de 12'' en las tres posiciones para convertir las temperaturas de brillo de haz principal mostradas en la Tabla 9.1 en densidades de columna de metanol promediadas en la fuente. Este tamaño está de acuerdo con la extensión de los complejos moleculares que se observan en los mapas de alta resolución de HCO (García-Burillo et al., 2002).

La Figura 9.3 presenta los diagramas rotacionales para las posiciones NE y SO en los que la intensidad integrada ha sido corregida por la dilución en el haz. Se ha ajustado la emisión de metanol en ambas posiciones observadas asumiendo la presencia de dos componentes de temperatura. En el primero de los ajustes sólo se han utilizado las transiciones a 3 y 2 mm representadas en los diagramas por cuadrados y círculos, respectivamente. Estas transiciones parecen trazar una componente de gas de baja excitación con temperaturas $T_{\text{rot}} = 4 - 5$ K y densidades de columna $N[\text{CH}_3\text{OH}] = 3 \cdot 10^{14} \text{cm}^{-2}$, semejantes en ambos complejos. En la posición central, en la que sólo disponemos de las transiciones a 3 mm, hemos asumido una $T_{\text{rot}} \sim 4.5$ K, puesto que no se han observado transiciones suficientes para aplicar el método de diagramas de rotación. Derivamos una densidad de columna un factor 2 menor que en las otras posiciones. Por otro lado, la segunda componente de temperatura está trazada en el diagrama por las transiciones de 2 y 1 mm, representadas estas últimas por triángulos. Derivamos en este caso unas temperaturas de rotación mucho mayores de 15 y 21 K para las posiciones SO y NE respectivamente. Observamos que el complejo molecular NE presenta una temperatura rotacional significativamente mayor que la del complejo SO.

Para calcular la densidad de columna de hidrógeno molecular ($N(\text{H}_2)$) hemos

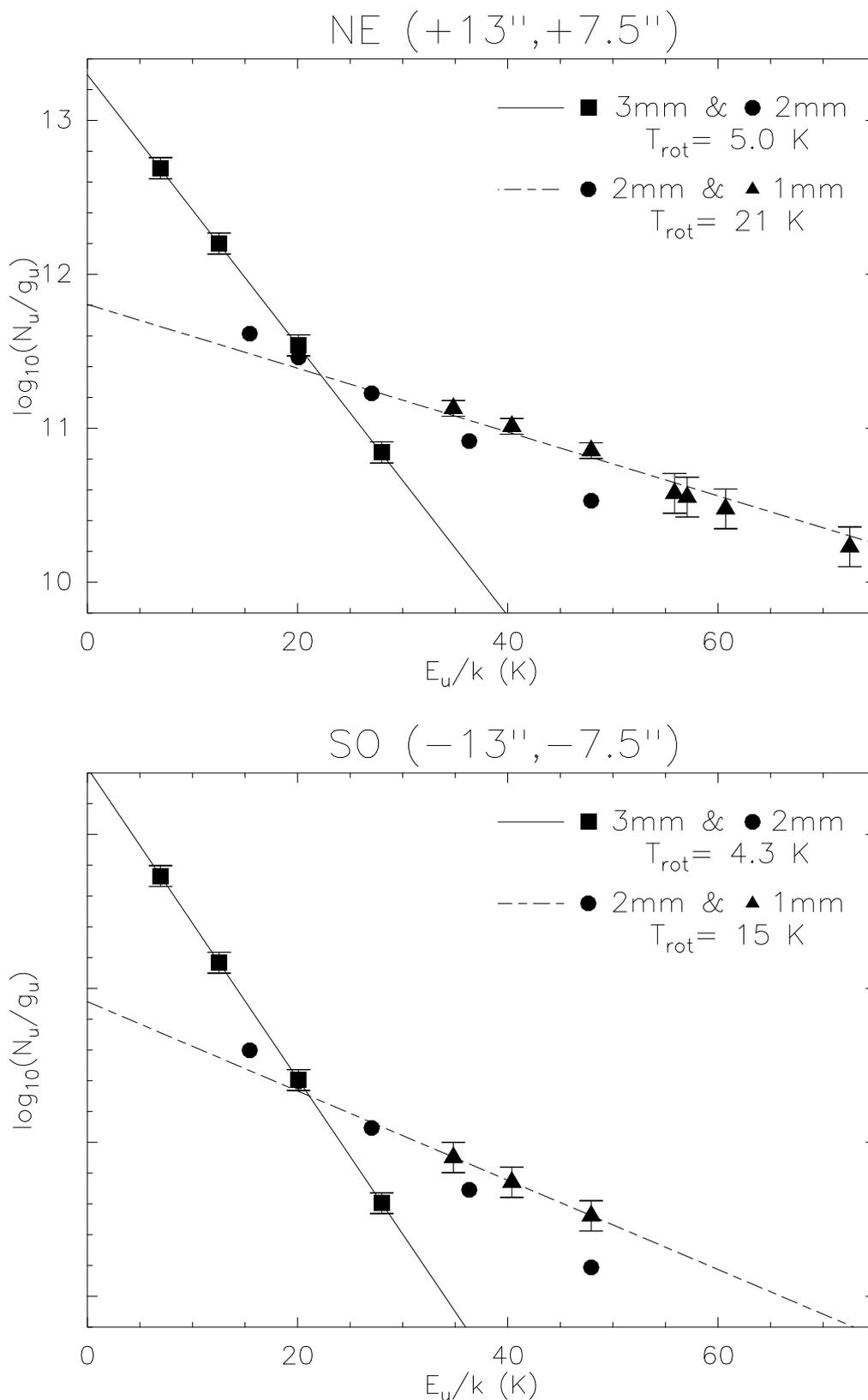


Figura 9.3: Diagramas rotacionales para los complejos moleculares NE y SO.

utilizado la transición $J = 2 - 1$ de ^{13}CO observada por Mao et al. (2000) en la posición central y en dos posiciones localizadas en $(10'', 10'')$ y $(-10'', -10'')$. Estas posiciones están tan solo a $\sim 4''$ de las posiciones observadas en este trabajo, lo cual significa que están a una distancia menor que la mitad del tamaño de nuestro haz a 1 mm. Se ha utilizado el factor de conversión $N(\text{H}_2) = 3.3 \cdot 10^{20} \text{cm}^{-2} I(^{13}\text{CO}_{2-1})$ (Mauersberger et al., 2003).

La Tabla 9.2 presenta un resumen de los parámetros físicos determinados en cada una de las tres posiciones observada.

9.3. El origen de la emisión de metanol en M 82: Fotodisociación en nubes moleculares con estructura núcleo-halo

La abundancia fraccional de metanol derivada teniendo en cuenta las dos componentes (de alta y baja excitación) es de $\sim 4 \times 10^{-9}$, semejante en las dos posiciones observadas (ver Tabla 9.2). Este abundancia es aproximadamente un factor 5 – 10 mayor que el valor de $0.5 - 1 \times 10^{-9}$ que se encuentra en las regiones de fotodisociación en la Galaxia tales como la Barra de Orión (Jansen et al., 1995; Johnstone et al., 2003). Esto sugiere la existencia de procesos adicionales además de la fotodisociación responsables de las altas abundancias de metanol en M 82.

Incluso las predicciones más favorables de los modelos de química en fase gaseosa no son capaces de reproducir abundancias de metanol por encima de unos pocos 10^{-9} (Lee et al., 1996). Únicamente los modelos en los que se tiene en cuenta la inyección

Tabla 9.2: Densidades de columna promediada en la fuente, temperaturas rotacionales y abundancias fraccionales de metanol derivadas en M 82.

Posición (", ")	$I(^{13}\text{CO}_{J=2-1})^a$ (K km s $^{-1}$)	$N(\text{H}_2)^b$ 10^{22}cm^{-2}	$N[\text{CH}_3\text{OH}]^b$ 10^{13}cm^{-2}	T_{rot} (K)	$[\text{CH}_3\text{OH}]/[\text{H}_2]$ (10^{-9})	$n(\text{H}_2)^c$ (cm^{-3})
(+13,+7.5)	58.9	8.5	$\left\{ \begin{array}{l} 27 \\ 7.5 \end{array} \right.$	5.0 ± 0.1 21 ± 1	3.2 0.9	$5.3 - 5.4 \cdot 10^4$ $5.7 - 1.6 \cdot 10^6$
(0,0)	59.8	8.6	15	4.5	1.7	
(-13,-7.5)	69.0	9.9	$\left\{ \begin{array}{l} 29 \\ 5.9 \end{array} \right.$	4.3 ± 0.1 15 ± 1	2.9 0.6	$4.1 - 4.2 \cdot 10^4$ $2.2 - 1.1 \cdot 10^6$

^a De Mao et al. (2000) para un tamaño de haz de $22''$.

^b Densidad de columna promediada en la fuente asumiendo una extensión de la emisión de $12''$.

^c Asumiendo una $T_{\text{kin}} = 30 - 100$ K. Los coeficientes colisionales se extrajeron de (Pottage et al., 2004).

de metanol desde los mantos helados en la fase gaseosa son capaces de producir tales abundancias a gran escala (Millar et al., 1991; Charnley et al., 1995). La evaporación puramente térmica de los hielos en el medio nuclear de M 82 es improbable debido a la baja temperatura del polvo medida ($T_d \sim 50$ K, Negishi et al., 2001), que está por debajo de la temperatura crítica sobre la cual la evaporación de los mantos helados se hace importante ($T_{\text{crit}} > 100$ K, Isobe, 1970). Semejante a lo que ocurre en el brote de formación estelar en NGC 253 y en las nubes del centro Galáctico, los choques de baja velocidad en los complejos de nubes moleculares parecen ser los responsables más probables de la inyección de alcoholes en la fase gaseosa (Martín-Pintado et al., 2001; Requena-Torres et al., 2006).

Sin embargo, la abundancia de otras moléculas como el amoniaco, también eyectado de los mantos de granos (Flower et al., 1995) y fácilmente fotodisociado como el metanol (ver Fuente et al. (1990); Batrla & Wilson (2003) y Tabla 9.3), es mucho menor en M 82 que en otras galaxias como NGC 253 o Maffei 2. La Tabla 9.4 presenta una comparación de las densidades de columna de CH_3OH y NH_3 en el lóbulo SO

Tabla 9.3: Energías de disociación y parámetros de las reacciones de fotodisociación de CH_3OH y NH_3

	Enlace	E_{dis} (eV) ^a	
	C-O	4.0	
	C-H	4.4	
	O-H	4.7	
CH_3OH	Reacción ^c	α	γ
	$\text{CH}_3\text{OH} + \gamma \rightarrow \text{OH} + \text{CH}_3$	6.0×10^{-10}	1.8
	$\text{CH}_3\text{OH} + \gamma \rightarrow \text{H}_2\text{CO} + \text{H}_2$	6.0×10^{-10}	1.8
	$\text{CH}_3\text{OH} + \gamma \rightarrow \text{H}_3\text{CO}^+ + \text{H} + \text{e}^-$	1.3×10^{-10}	2.6
	$\text{CH}_3\text{OH} + \gamma \rightarrow \text{CH}_3\text{OH}^+ + \text{e}^-$	1.3×10^{-10}	2.6
	Enlace	E_{dis} (eV) ^b	
	N-H	4.35	
NH_3	Reacción ^c	α	γ
	$\text{NH}_3 + \gamma \rightarrow \text{NH} + \text{H}_2$	3.3×10^{-10}	1.8
	$\text{NH}_3 + \gamma \rightarrow \text{NH}_2 + \text{H}$	1.1×10^{-9}	1.8
	$\text{NH}_3 + \gamma \rightarrow \text{NH}_3^+ + \text{e}^-$	1.8×10^{-10}	2.7

^a Bauschlicher et al. (1992).

^b Compton et al. (1969).

^c Reacciones extraídas de la base de datos para astroquímica de UMIST (Le Teuff et al., 2000).

El ritmo de fotodisociación viene expresado como:

$$k(T) = \alpha \times \exp(-\gamma A_v) [\text{s}^{-1}].$$

de M82 con las observadas en las galaxias con brote de formación estelar NGC 253 y Maffei 2. Mientras que la razón $[\text{CH}_3\text{OH}]/[\text{NH}_3]$ total es semejante en NGC 253 y Maffei 2, la razón de abundancias total en M82 es un factor 5 mayor que en las otras galaxias. Cabe destacar que si se considera que la emisión de amoniaco tiene su origen en la misma región que la componente de alta densidad de metanol, entonces la razón de abundancias $[\text{CH}_3\text{OH}]/[\text{NH}_3]$ es semejante a la medida en NGC 253 y Maffei 2. Esta aproximación es lo que en la Tabla 9.4 se denota como Núcleo.

El escenario resultante de las observaciones de metanol en M82 indica la presencia de una estructura núcleo-halo en las nubes moleculares en la región nuclear de M82 con un contraste de densidad relativamente grande. De esta forma, los núcleos de alta densidad en estas nubes permanece protegido de la radiación UV de forma que las abundancias de NH_3 y CH_3OH no se ven afectadas por esta radiación, reflejando la razón de abundancias típica que encontramos en otras galaxias con brote de formación estelar. Por el contrario, la radiación UV incidente penetra más profundamente en el halo, calentando y fotodisociando ambas moléculas. Así pues, uno encuentra una gran razón entre las abundancias de metanol y amoniaco como resultado de una química de alta temperatura y de la ligeramente diferente sección eficaz de fotodisociación entre ambas moléculas (Le Teuff et al., 2000). El estudio de Viti et al. (2002) sigue la evolución química completa de un núcleo en colapso afectado por choques de baja velocidad y radiación UV disociante. En primer lugar el choque eyecta las moléculas que han sido previamente formadas y atrapadas en la superficie de los granos de polvo en la fase de colapso. Este material es entonces calentado y fotodisociado por la radiación UV. A pesar de que las condiciones en el núcleo en colapso son diferentes que en las nubes moleculares en el núcleo de M82, el modelo nos da una idea de la evolución de las abundancias de las moléculas de metanol y amoniaco desde los núcleos protegidos de la radiación UV, domina-

Tabla 9.4: Razón Metanol/Amoniaco en galaxias con brote de formación estelar.

	M 82 ^a		NGC 253 ^b	Maffei 2
	Total	Halo ^c	Núcleo ^c	
N[CH ₃ OH]	34.9	29	5.9	83
N[NH ₃] ^d	36	≪ 36	≲ 36	440
[CH ₃ OH]/[NH ₃]	0.97	≫ 0.81	≥ 0.16	0.19

Densidades de columna en unidades de 10^{13}cm^{-2}

^a Datos en el lóbulo SO.

^b Incluyendo ambos lóbulos.

^c Asumiendo que la mayor parte de la emisión de NH_3 procede de la componente de alta densidad.

^d Datos de Weiß et al. (2001b); Mauersberger et al. (2003)

dos por la eyección de los granos, hasta el halo de baja densidad dominado por la química de fotodisociación. Tal y como muestran los resultados de su modelo de alta temperatura (ver Figura 4 de Viti et al., 2002), en el núcleo de las nubes, tras la eyección de las moléculas desde los granos, la abundancia de amoníaco es mayor que la de metanol en más de un orden de magnitud, semejante a lo que se observa en NGC 253 y en el “núcleo” de las nubes en M82. En cambio, a medida que la radiación UV afecta al gas, la razón $[\text{CH}_3\text{OH}]/[\text{NH}_3]$ se incrementa hasta el punto de que, tras alrededor de cien años, la abundancia de metanol es un orden de magnitud mayor que la de amoníaco. La tendencia predicha por el modelo para la razón de abundancias es consistente con la idea de que las nubes moleculares en M82 tienen un núcleo de alta densidad con relativamente grandes envolturas de baja densidad cuya química está dominada por la radiación disociante. De hecho, Mao et al. (2000) sugieren que la mayor parte de la emisión de CO de la región nuclear de M82 procede de un medio inter-nebular fragmentado de baja densidad iluminado por radiación UV, probablemente asociado con la componente de baja excitación observada en metanol.

9.4. La distribución a gran escala de metanol en la región nuclear de M82

Los mapas de alta resolución de en diferentes líneas moleculares en IC 342 (Meier & Turner, 2005) muestra una clara diferencia en la localización entre las regiones de fotodisociación, en la región nuclear más interna, y las regiones afectadas por choques a gran escala, situadas a lo largo de la estructura de brazos espirales circunnuclear. La imagen de los parsecs centrales de M82 parece completamente diferente. La emisión de metanol parece seguir la estructura en doble lóbulo observada en todas las moléculas, que ha sido interpretado como un anillo molecular nuclear (Weliachew et al., 1984; Nakai et al., 1987) con una depresión en la región central. La observación de moléculas consideradas como trazadoras de PDR muestra una emisión apreciable en la región central además de la estructura lobular (García-Burillo et al., 2002; Fuente et al., 2005). Por el contrario, la emisión de metanol en M82 parece completamente concentrada en los lóbulos a ambos lados del núcleo puesto que la línea observada en la posición central se puede explicar como parte de la emisión procedente principalmente de la concentración NE.

Por último, si la emisión de metanol procedente de las regiones más densas de M82, protegidas de la penetrante radiación UV, representa los lugares de formación estelar reciente y/o actual, la baja densidad de columna medida en esta componente sugiere que el material de alta densidad del que dispondrá M82 para formar estrellas en el futuro será menor que en otras galaxias como NGC 253 y Maffei 2.

9.5. Resumen y Conclusiones

La detección de metanol en tres posiciones dentro de la región nuclear de M82 revela un escenario diferente al trazado por el resto de moléculas observadas en esta galaxia con brotes de formación estelar. Si bien el principal mecanismo de calentamiento observado en M82 es el debido a la radiación UV procedente de las estrellas formadas en el brote, las abundancias fraccionales de CH₃OH observadas son mayores de lo que se espera si la emisión de metanol proviene exclusivamente de regiones de fotodisociación. Una emisión semejante a la observada sólo puede explicarse si el medio se enriquece de metanol a través de su eyección procedente de los mantos de granos de hielo.

Se derivan dos componentes de metanol, una componente densa y fría ($T_{\text{rot}} \sim 5$ K y $n_{\text{H}_2} \sim 10^4$ cm⁻³), responsable de la mayor parte de la emisión de metanol observada, y otra más densa y caliente ($T_{\text{rot}} \sim 20$ K y $n_{\text{H}_2} \sim 10^6$ cm⁻³). Esta última componente estaría cerca de la termalización si consideramos una $T_{\text{kin}} \sim 30$ K tal y como se deriva de la emisión de NH₃. La comparación con moléculas que también se fotodisocian fácilmente como NH₃ muestra un exceso en la razón CH₃OH/NH₃ observada en M82 comparada con la que se deriva en otras galaxias con brotes de formación como NGC 253 y Maffei 2.

Las abundancias de metanol observadas en M82 se entiende en un escenario en el que el gas interestelar de M82 se encuentra fragmentado en complejos de pequeñas nubes moleculares iluminadas por la radiación UV dominante, constituyendo regiones de fotodisociación en su superficie, pero con un núcleo denso protegido de esta radiación y con unas características físico-químicas semejantes a las encontradas en otras galaxias con brotes de formación. De esta forma, la emisión de metanol estaría trazando la componente de gas molecular donde tienen lugar los fenómenos de formación estelar presente o reciente. Como consecuencia, la relativamente baja densidad de columna derivada implicaría una escasez de material disponible para la formación estelar futura respecto del material disponible en otras galaxias con brotes de formación.

Dentro de la región nuclear de M82, la emisión de metanol se concentra exclusivamente en la estructura de doble lóbulo con una depresión central, donde los movimientos orbitales de las nubes de gas alrededor del núcleo galáctico propiciarían la eyección del metanol de los granos por efecto de los choques entre nubes.

Capítulo 10

Prototipos de química en el Centro Galáctico

10.1. Introducción: El Centro Galáctico

El medio interestelar molecular en la región central de nuestra Galaxia es claramente diferente del encontrado en el disco Galáctico. Las nubes moleculares dentro de los $\sim 8^\circ$ alrededor del centro Galáctico se diferencian de las nubes oscuras, frías y densas, y de los entornos moleculares templados y menos densos alrededor de las regiones HII del disco. En promedio, el ISM en los ~ 500 pc centrales de la Galaxia, denominado la Zona Molecular Central (CMZ, Morris & Serabyn, 1996), es más denso, caliente y afectado por una mayor turbulencia, indicado esto último por las grandes anchuras de las líneas observadas, que el de los complejos de nubes moleculares que encontramos en el disco (Dahmen et al., 1998). Dentro de un área de unos pocos cientos de parsecs, las nubes del centro Galáctico concentran el $\sim 10\%$ de la masa de gas neutro total de toda la Galaxia (Güsten, 1989). Obscurecido en el rango óptico por el plano Galáctico, las observaciones de la región del centro Galáctico se realizan principalmente desde las ondas de radio al infrarrojo y de nuevo a altas energías.

La presencia de una barra estelar en la región central de la Vía Láctea, sugerida para explicar los movimientos no circulares de las nubes de HI (de Vaucouleurs, 1964b; Peters, 1975), se confirma por las observaciones de la dinámica del gas y las estrellas (e.g., Binney et al., 1991; Blum, 1995), el brillo superficial del bulbo (e.g., Blitz & Spergel, 1991), y el conteo de estrellas luminosas (e.g., Nakada et al., 1991). La barra se extiende al menos hasta el radio de corrotación, a unos 2.4 kpc, con una masa total de $(1 - 3) 10^{10} M_\odot$, y orientada aproximadamente $15^\circ - 40^\circ$ respecto de la dirección Sol-Centro Galáctico con el lado más cercano hacia longitudes positivas (Morris & Serabyn, 1996) Existen evidencias de estructuras no axi-simétricas a menor escala (Nishiyama et al., 2005, y referencias en su interior).

La estructura de la Zona Molecular Central se traza de forma más precisa a través de las observaciones de alta resolución de CO y sus isótopos (e.g. Bally et al.,

1987; Dahmen et al., 1997). A diferencia del medio interestelar que encontramos en el interior del anillo molecular de 4 kpc, ocupado por una mezcla de material molecular y atómico, dentro de un radio de ~ 200 pc, el medio es en gran medida molecular, con altas densidades ($n \gtrsim 10^4 \text{cm}^{-3}$) y elevados factores de llenado volumétricos ($f \geq 0.1$), en el que se concentra una masa de gas de $(5 - 10) 10^7 M_{\odot}$ (ver referencias en Morris & Serabyn, 1996). Tales densidades de gas son necesarias para soportar las fuerzas de mareas a las que se ven sometidos las nubes de gas en esta región (Güsten & Downes, 1980)

La región comprendida dentro del medio kiloparsec central de la Galaxia alberga una amplia variedad de fenómenos muy energéticos únicos que tienen lugar en escalas desde estelares hasta de varias decenas de parsecs (ver Morris & Serabyn, 1996; Bélanger et al., 2006, para una revisión). Estos procesos energéticos, generados en un medio con condiciones físicas extremas, posiblemente sean comunes a otros núcleos galácticos. Dada su proximidad, el Centro Galáctico representa un laboratorio único para la astronomía moderna.

* * *

En este Capítulo se presentan las observaciones de los barridos espectrales en la banda de 2 mm realizados en 13 posiciones de la región del centro de la Vía Láctea (Sección 10.2). Se presenta una breve descripción de las fuentes seleccionadas en la Sección 10.3. De estas observaciones se ha extraído las transiciones y las abundancias derivadas de las 20 especies principales observadas en el barrido espectral de NGC 253 (Sección 10.4). A lo largo de la discusión presentada en las Sección 10.5 se pretende establecer el potencial de estas observaciones como prototipos de química para el estudio de fuentes extragalácticas. En la Sección 10.6 se trata de establecer cuales son las especies moleculares más contrastadas en los diferentes ambientes moleculares observados en el Centro Galáctico para ser utilizadas como diferenciadores químicos fuera de la Galaxia.

10.2. Observaciones

Las observaciones de las posiciones seleccionadas en el Centro Galáctico (ver Figura 10.1) se llevaron a cabo en el telescopio de 30 m de IRAM. Se realizó un barrido de frecuencias en la banda atmosférica de 2 mm, cubriendo el rango espectral entre 128.5 y 175.5 GHz, semejante al cubierto en el barrido espectral de NGC 253 (Capítulo 2). La Tabla 10.1 resume las frecuencias cubiertas en cada una de las campañas de observación necesarias para completar el barrido en cada una de las 13 fuentes observadas. Las posiciones nominales de observación se detallan en la Tabla 10.2 con la excepción de Sgr B2M en la que se observaron las posiciones $(0'', 0'')$, $(20'', 100'')$, $(-40'', 0'')$ y $(20'', -180'')$ y de Sgr A* donde no se observó la posición central sino las posiciones $(-30'', -30'')$ y $(37'', 277'')$. La observación de fuentes de puntería cercanas cada ~ 120 minutos proporcionó una precisión en el

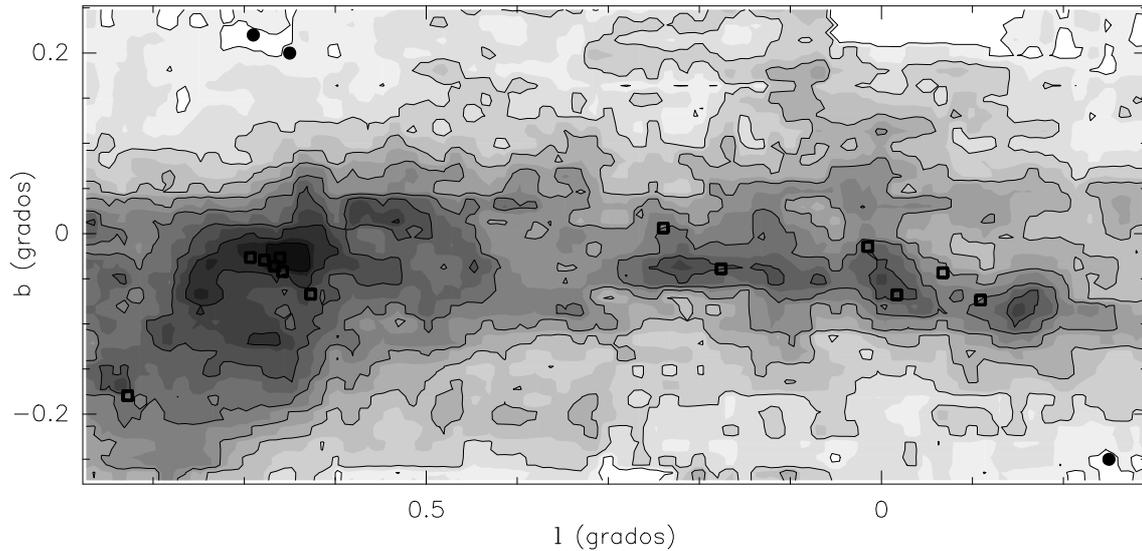


Figura 10.1: Posiciones observadas del Centro Galáctico (cuadrados vacíos) y posiciones de referencia utilizadas (círculos rellenos). En escala de grises y contornos se muestra una región seleccionada de la emisión de $^{13}\text{CO } J = 1 - 0$ en la región central de la Galaxia (Bally et al., 1987).

apuntado del telescopio de $\sim 3''$ semejante a la conseguida en la observación de NGC 253.

Debido a la extensa emisión molecular en la región del centro galáctico, se utilizó el modo de observación *position switched* simétrico. Este modo de observación requiere el movimiento periódico del telescopio completo entre la fuente observada y una posición de referencia libre de emisión. El modo simétrico supone una secuencia de observación de la forma *referencia-fuente-fuente-referencia*, de forma que se minimiza el tiempo perdido en el movimiento del telescopio. Durante la observación se repitió esta secuencia dedicando 60 segundos en cada una de las cuatro fases. Mediante la exploración de los mapas de ^{13}CO en la región del Centro Galáctico de Bally et al. (1987), se seleccionaron tres posibles posiciones de referencia libres de emisión (señaladas con círculos rellenos en la Figura 10.1). Las coordenadas galácticas y ecuatoriales (B1950) de estas posiciones se presentan en la Tabla 10.3. Con el fin de comprobar que estas posiciones están ciertamente libres de emisión, se tomó un espectro de la línea CS $J = 3 - 2$ en 146.9 GHz en modo *frequency switched* (para evitar la necesidad de una fuente de referencia adicional) integrando 8 minutos en cada una de estas posiciones. No se observa emisión de esta línea, que es la más intensa que se espera en la banda de 2 mm, a un nivel de ruido de ~ 150 mK. En la Tabla 10.2 se muestra la posición relativa en segundos de arco de las posiciones de referencia respecto de las posiciones observadas. Se escogió la posición de referencia para cada fuente (en negrita en la Tabla 10.3) en función de su menor distancia a la fuente con el fin de minimizar el tiempo perdido por el movimiento del telescopio y las ondas estacionarias producidas por la diferencia de masa de aire observada entre

la fuente y la posición de referencia.

De forma semejante a la observación del barrido espectral de NGC 253 (ver Capítulo 2 para obtener detalles adicionales) se sintonizaron los dos receptores a 2 mm en frecuencias adyacentes con un solapamiento de 100 MHz.

Se utilizaron como espectrómetros los bancos de filtros 256×4 MHz y el 1024×1 MHz. El banco de filtros de 1 MHz se utilizó en paralelo con el 4 MHz para obtener un espectro de mayor resolución, pero la imposibilidad de cubrir los 2 GHz de los dos receptores a 2 mm hizo necesario la conexión del este banco de filtros alternativa-mente entre ambos receptores en el transcurso de la observación. Por este motivo, los datos procedentes del banco de filtros de 1 MHz nos proporciona una resolución cuatro veces mayor con la mitad de tiempo de integración.

La Figura 10.4 muestra el espectro compuesto resultante para cada una de las fuentes con la resolución original de 4 MHz. La intensidad se presenta en escala de temperatura de haz principal T_{MB} (K). La calibración de los datos se realizó mediante el sistema estándar de doble carga descrito en el Capítulo 2.

Debido a la baja declinación del Centro Galáctico, las fuentes tan solo se observan sobre una elevación de 20° durante menos de cuatro horas al día. Se dedicó un tiempo de integración de 8 minutos para cada una de las posiciones en la nube molecular de Sgr B2 mientras que en el resto de posiciones se dedicaron 16 minutos. Esto supone un tiempo total de ~ 160 minutos de integración en las 13 fuentes.

Tabla 10.1: Campañas de observación necesarias para completar el barrido espectral de las fuentes del Centro Galáctico.

Campaña	Fechas	Frecuencias (GHz)
2003	5 Ago. – 7 Ago.	129.05, 130.0 – 132.7, 140.4
	14 Ago. – 17 Ago.	133.6 – 139.7
	14 Sep.	141.2 – 142.2
2004	7 May.	161.5, 168.7
	12 May. – 14 May.	143.1 – 145.8
	14 Jul. – 20 Jul.	146.7 – 158.3
	22 Dic. – 25 Dic.	159.2 – 166.0
	28 Dic.	157.4 – 158.3
2005	11 May.	150.2 – 151.1
	13 May.	166.9 – 167.8
	18 Sep. – 19 Sep.	172.3 – 175.0
	4 Oct.	170.5 – 171.4
	19 Oct. – 20 Oct.	170.5 – 171.4
	31 Oct.	169.6

Tabla 10.2: Coordenadas de las fuentes observadas y posiciones relativas en segundos de arco de las posiciones de referencia.

Fuente	α_{1950}	β_{1950}	Región	REF1 $\Delta\alpha$	REF1 $\Delta\delta$	REF2 $\Delta\alpha$	REF2 $\Delta\delta$	REF3 $\Delta\alpha$	REF3 $\Delta\delta$
Sgr B2(M)	17 ^h 44 ^m 10.6 ^s	-28°22'05.0"	Sgr B	-741	554	-1078	-3214	-755	394
Sgr B2(N)	17 ^h 44 ^m 10.6 ^s	-28°21'17.0"	Sgr B	-741	506	-1078	-3262	-755	346
Sgr B2(S)	17 ^h 44 ^m 10.7 ^s	-28°22'43.0"	Sgr B	-743	592	-1079	-3176	-756	432
Sgr A*	17 ^h 42 ^m 29.3 ^s	-28°59'18.6"	Sgr A	591	2788	257	-980	578	2627
S+0.24 + 0.01	17 ^h 42 ^m 59.6 ^s	-28°42'35.0"	Cresta de Polvo	194	1784	-140	-1984	181	1624
S-0.11 - 0.08	17 ^h 42 ^m 28.0 ^s	-29°02'55.0"	Sgr A	608	3004	274	-764	595	2844
M+0.83 - 0.18	17 ^h 45 ^m 06.9 ^s	-28°18'19.0"	Sgr B	1485	328	-1822	-3440	1498	168
M-0.02 - 0.07	17 ^h 42 ^m 40.0 ^s	-28°58'00.0"	Sgr A	451	2709	116	-1059	438	2549
S+0.18 - 0.04	17 ^h 43 ^m 01.0 ^s	-28°47'15.0"	La Hoz	176	2064	-159	-1704	162	1904

En **negrita** se indican las posiciones de referencia seleccionadas para cada fuente.

10.3. Descripción de las fuentes

A continuación se describen las fuentes que se han seleccionado como prototipos de diferentes tipos de química dentro de la región central de la Vía Láctea.

10.3.1. Sgr B2

Sgr B2 representa un caso relativamente extremo de nube molecular gigante muy masiva en la que está teniendo lugar un pequeño brote de formación estelar con una alta luminosidad de $\sim 10^7 L_{\odot}$ (Lis & Goldsmith, 1990). Esta nube molecular gigante constituye junto con Sgr B1 y G0.6-0.0 el complejo de nubes moleculares de Sgr B, considerado el mayor complejo molecular y una de las regiones más estudiadas de la Vía Láctea. La nube de Sgr B2, con una masa total de $\sim 7 \cdot 10^6 M_{\odot}$, está formada por una componente central densa, la nube principal de $\sim 5 - 10$ pc de diámetro, con una densidad media relativamente alta de $n(\text{H}_2) = (3 - 30) \cdot 10^4 \text{cm}^{-3}$ y una envoltura extensa de ~ 45 pc de diámetro con una densidad media de $n(\text{H}_2) = 5 \cdot 10^3 \text{cm}^{-3}$ (Scoville et al., 1975; Irvine et al., 1987; Lis & Goldsmith, 1989, y referencias en su interior).

A lo largo de la dirección norte-sur encontramos tres núcleos de formación estelar dentro de la nube principal, a saber Sgr B2 Norte, B2 Medio y B2 Sur, (denotados N, M y S respectivamente y situados tal y como se representa en la Figura 10.2), siendo los dos primeros, las regiones más luminosas de esta nube molecular. Sgr B2 (N y M) contienen varias regiones HII compactas y ultracompactas, núcleos calientes y emisión máser en OH, H₂O, H₂CO y SiO (ver referencias en de Vicente et al., 1997). El núcleo denso de Sgr B2(M) tiene una luminosidad de $(1 - 2) \times 10^7 L_{\odot}$ con una densidad máxima de H₂ de $\sim 3 \cdot 10^4 M_{\odot}$, mientras que Sgr B2(N) presenta luminosidades significativamente menores de $\sim 10^6 L_{\odot}$ (Lis & Goldsmith, 1990). Sgr B2(S), menos luminoso que los anteriores, también muestra regiones HII compactas y emisión máser. Junto con OMC-1, en la región de Orión, los núcleos calientes del complejo molecular de Sgr B2 son las fuentes más ricas en cuanto a detección de líneas moleculares, hecho que se refleja en los numerosos barridos espectrales realizados en estas fuentes (ver referencias en la Tabla 2.1).

Alrededor y envolviendo estas regiones de formación estelar masiva, encontramos una envoltura de material molecular templado (40 – 80 K) y denso $n(\text{H}_2) = 2 \cdot 10^5 \text{cm}^{-3}$. La densidad de esta envoltura sigue un perfil decreciente en la forma

Tabla 10.3: Coordenadas de las posiciones de referencia.

Nombre	l	b	α_{1950}	β_{1950}
REF1	0.69	0.22	17 ^h 43 ^m 14.4 ^s	-28°12'50.5''
REF2	-0.25	-0.25	17 ^h 42 ^m 48.9 ^s	-29°15'39.1''
REF3	0.65	0.2	17 ^h 43 ^m 13.4 ^s	-28°15'30.9''

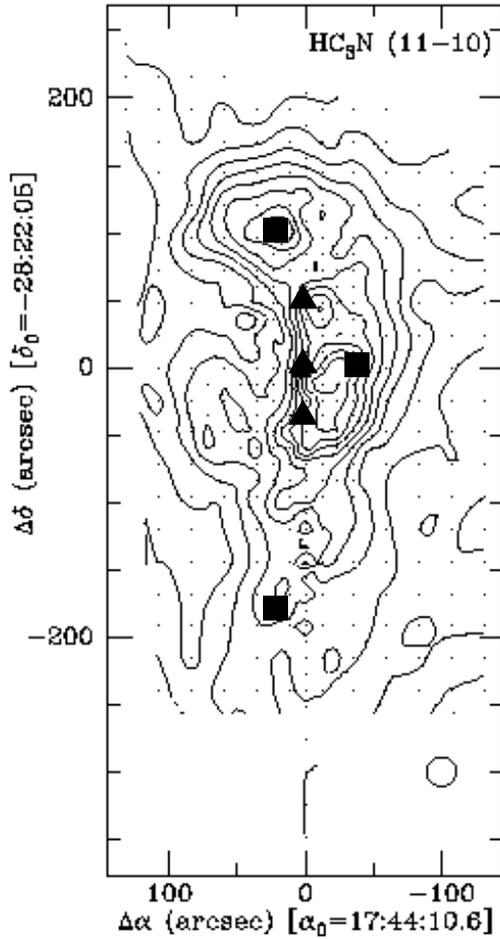


Figura 10.2: Mapa de la emisión de HC_3N observada en la región de Sgr B2. Sobre ella se representan con triángulos y de norte a sur las posiciones de los núcleos calientes Sgr B2 N, M y S. Los cuadrados representan las posiciones observadas en la envoltura que, respecto de Sgr B2(M), se encuentran a las distancias $(20'', 100'')$, $(-40'', 0'')$ y $(20'', -180'')$. Figura modificada de de Vicente et al. (1997).

$n(\text{H}_2) = 2.96 \cdot 10^5 \text{cm}^{-3} (r/\text{pc})^{-0.87}$ en la región de 1 a 8 pc (de Vicente et al., 1997). La Figura 10.2 muestra las posiciones que se han seleccionado dentro de esta envoltura.

10.3.2. Sgr A*

Dentro del complejo molecular de Sgr A, en la región central de la Vía Láctea, Sgr A* domina la dinámica gravitacional en los parsecs centrales de la Galaxia (ver Melia & Falcke, 2001; Maeda et al., 2002, para una descripción reciente de esta región). Esta fuente compacta de radiación sincrotrón se sitúa en lo que se considera el centro dinámico de la Galaxia. A partir del estudio de la dinámica de las estrellas que orbitan a su alrededor, se deriva una masa $\sim 2.5 \cdot 10^6 M_\odot$ encerrada dentro de los ~ 0.015 pc del núcleo, que se asume como prueba de la presencia de un agujero negro supermasivo en el núcleo de la Galaxia (Genzel et al., 2003, y referencias en su interior).

El medio del parsec central de la Galaxia, en el que Sgr A* esta embebido, con-

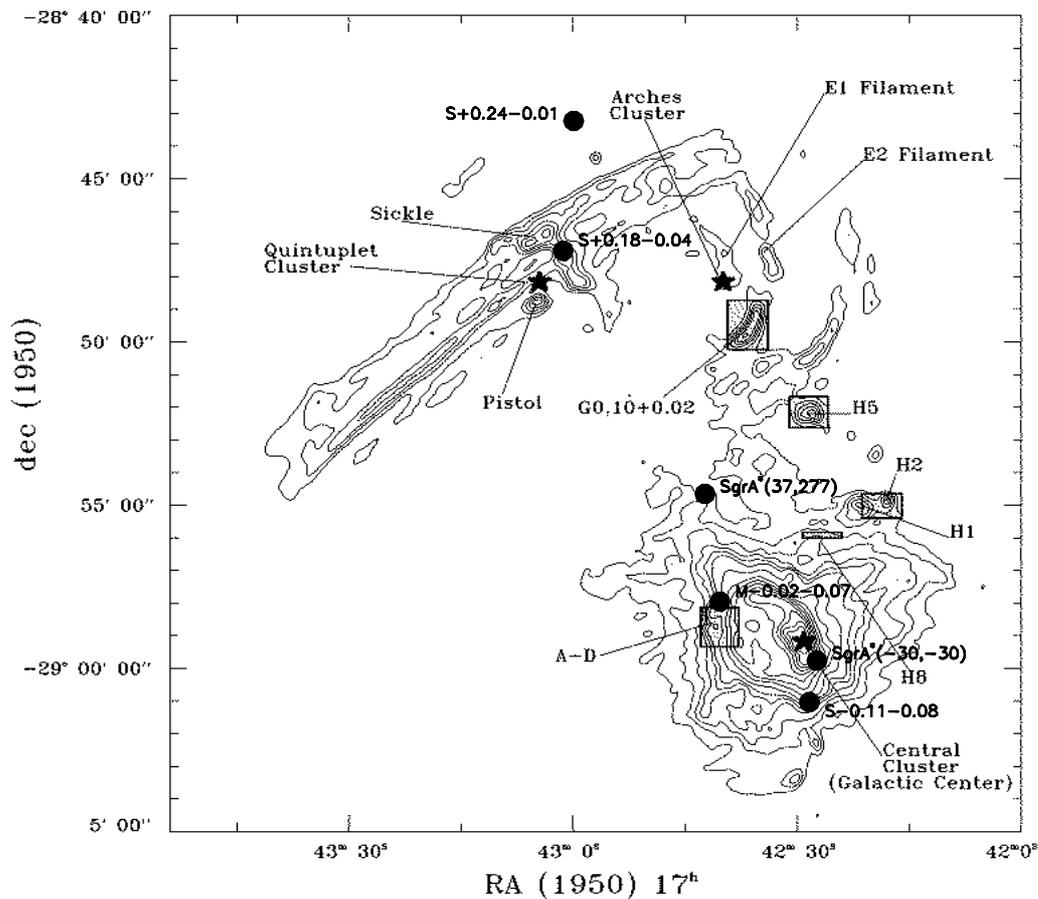


Figura 10.3: Mapa de la emisión del continuo a 6 cm en la región central de la Vía Láctea (Yusef-Zadeh & Morris, 1987b). En ella se señalan los principales cúmulos estelares (Cúmulo Central, del Quintuplete y del Arco) con estrellas en la posición central de los mismos. Superpuestos, se representan las posiciones observadas en este trabajo con puntos negros y sus correspondientes etiquetas. Además se señalan algunas posiciones características, A-D y H1-H8 en la nomenclatura de Yusef-Zadeh & Morris (1987b) y los Filamentos E1 y E2 de Morris & Yusef-Zadeh (1989). Figura modificada de Cotera et al. (1999).

tiene un plasma a una temperatura de $kT \sim 1.3 \text{ keV}$ y emite un resplandor en rayos X fácilmente detectable por Chandra (Baganoff et al., 2003). Tal y como muestran las observaciones de Rockefeller et al. (2004), esta emisión solo se puede entender como resultado tanto de interacciones entre los vientos de las estrellas Wolf-Rayet y O/B dentro de los $\sim 10''$ centrales alrededor del agujero negro supermasivo central.

Este medio está vinculado a un disco circunuclear (CND, dentro de un radio de $\sim 2 - 3 \text{ pc}$). La posición de observación ($-30'', -30''$) se ha seleccionado de forma que sea una posición característica al borde del CND. Esta región está fuertemente influenciada por la radiación de las estrellas del cúmulo central. Por otro lado, la

posición ($37'', 277'$) se encuentra en la dirección de la nube compacta detectada en los mapas de CO de Oka et al. (1998) en la posición (l,b) \sim ($+0^{\circ}02, -0^{\circ}02$). A unos $5'$ al este de Sgr A*, destaca por presentar una gran anchura en velocidades ($\Delta v \geq 100 \text{ km s}^{-1}$) y un tamaño compacto ($\sim 3 \times 4 \text{ pc}^2$). Esta nube pudo haber sido acelerada, calentada y comprimida por una serie de choques de supernovas que tuvieron lugar en los últimos $(3 - 5) 10^4$ años (Oka et al., 1999). Las nubes compactas observadas no están vinculadas gravitacionalmente ni confinadas por una presión externa en el bulbo Galáctico, por lo que se supone que son estructuras de naturaleza transitoria con vidas de $\sim 10^5$ años. De no ser así, la frecuencia con que se observan requeriría que se formen este tipo de nubes de forma continua. Las dos posiciones observadas alrededor de Sgr A* se representan con círculos en la Figura 10.3

10.3.3. S+0.24 + 0.01

Situada en la estrecha cresta de polvo observada en la emisión de continuo (e.g. Lis & Carlstrom, 1994, a 800μ) que aparentemente conecta la región de Sgr B1 y la fuente de radiocontinuo S+0.18 - 0.04 en la región del Arco, esta posición coincide con uno de los máximos de emisión de NH_3 observados en los mapas de Güsten et al. (1981).

10.3.4. M+0.83 - 0.18

Dentro del complejo molecular de Sgr B, M+0.83 - 0.18 se ha seleccionado como de entre las fuentes estudiadas por Hüttemeister et al. (1998). En su estudio, esta fuente se destaca por presentar una emisión de SiO procedente de una componente de gas moderadamente denso y frío.

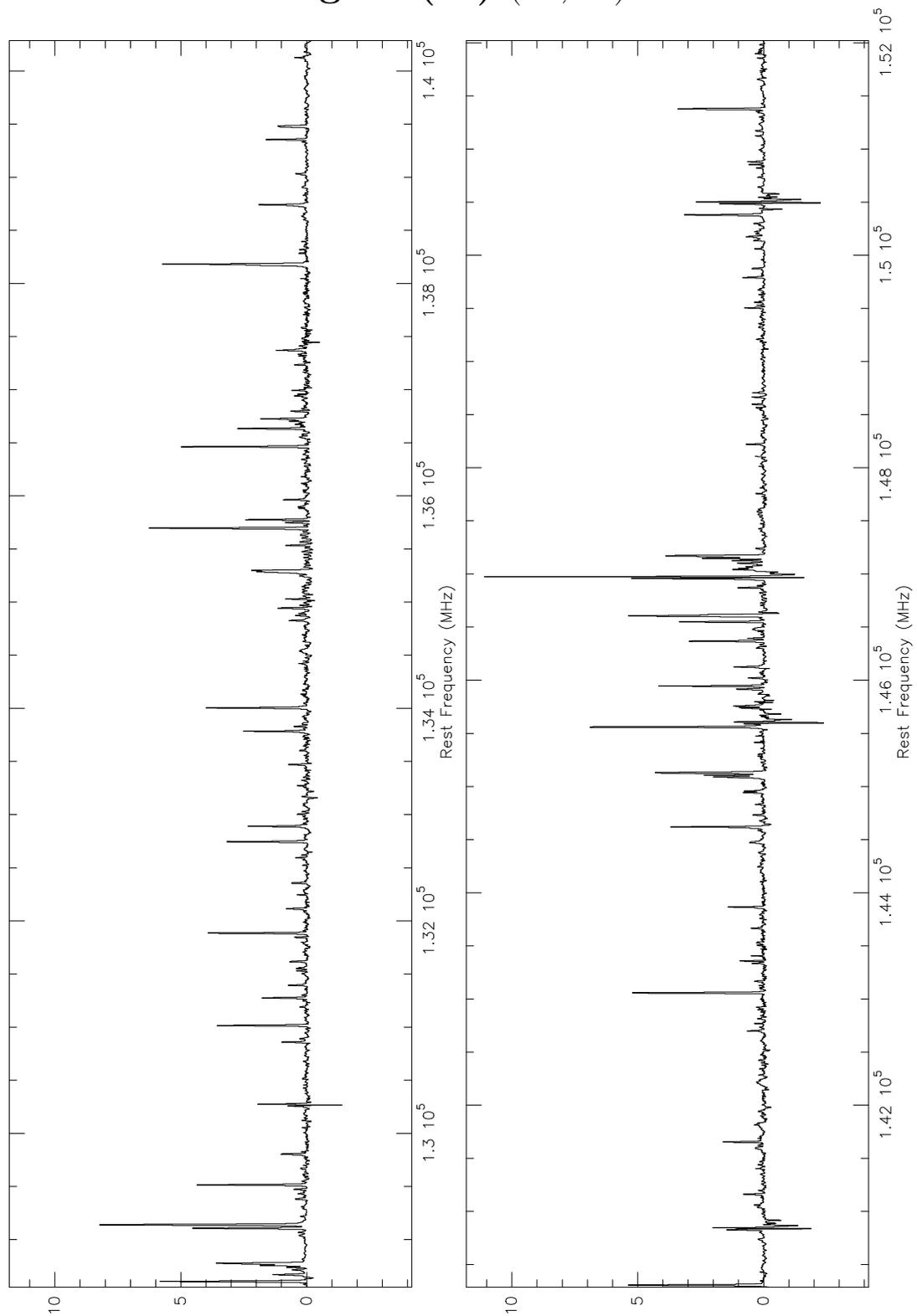
10.3.5. M-0.02 - 0.07 y S-0.11 - 0.08

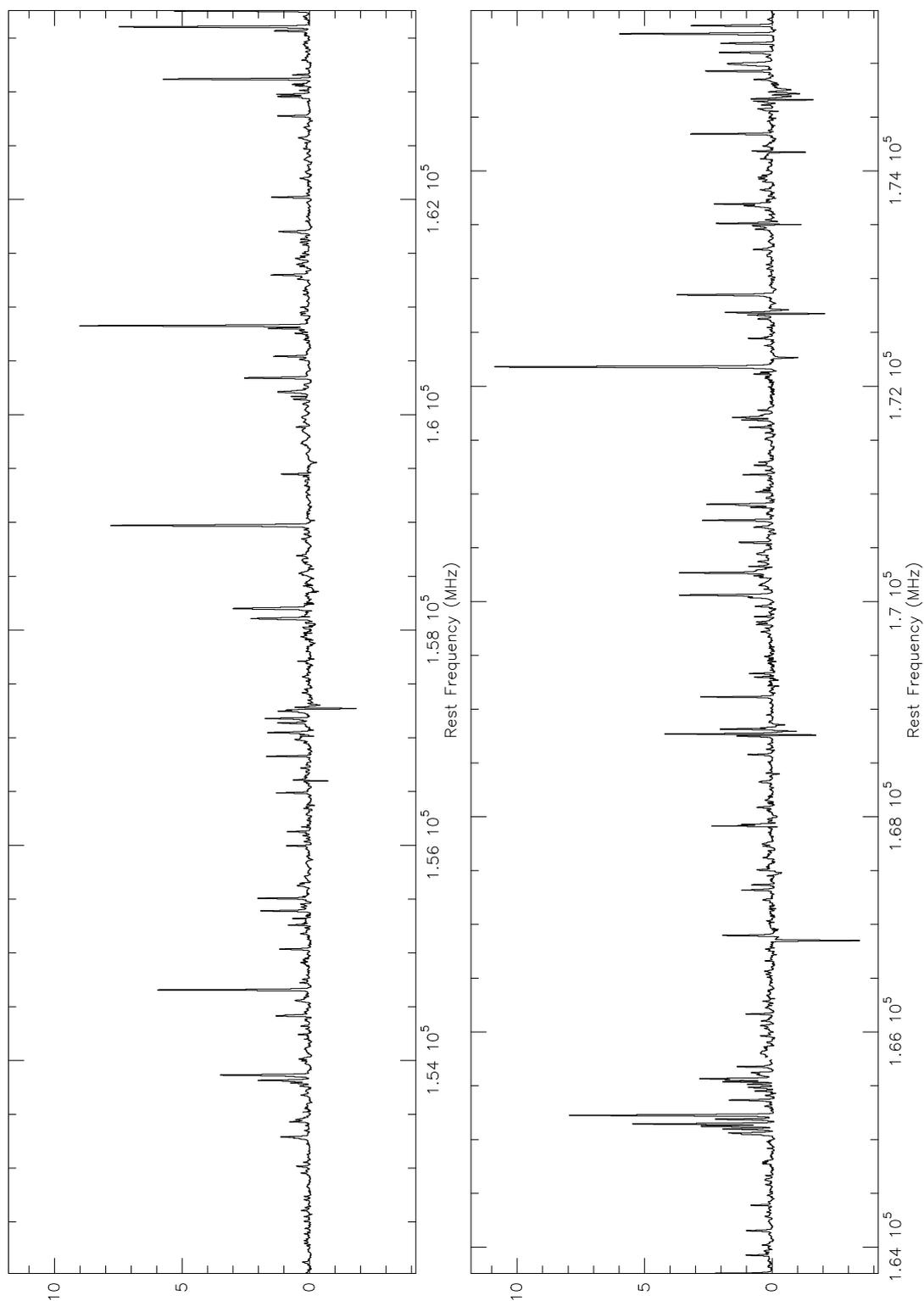
Estas nubes, cuyas posiciones se representan en la Figura 10.3, forman parte del complejo molecular de Sgr A y se refiere a ellas como las nubes de $+50 \text{ km s}^{-1}$ y $+20 \text{ km s}^{-1}$, respectivamente. La primera de ellas es la región en la que tuvo lugar hace $\sim 5 \cdot 10^4$ años la explosión de supernova que originó el complejo Srg A Este, una fuente de radiación sincrotrón con forma de cavidad de remanente de supernova que aparece comprimida por efecto de la misma.

10.3.6. S+0.18 - 0.04

La fuente de radio e infrarrojo S+0.18 - 0.04, perteneciente también al complejo de Sgr A, esta situada en la región del Arco de emisión de radio-continuo. Las observaciones del continuo radio con el VLA muestran que esta fuente esta compuesta por una estructura estrecha, en forma de hoz superpuesta sobre los largos filamentos

lineales del Arco (Yusef-Zadeh et al., 1984). Esta razón hace que también se conozca a esta fuente como La Hoz (The Sickle). Mientras que los filamentos del Arco son emisores sincrotrón no térmicos, aparentemente embebidos en un plasma térmico no uniforme (Yusef-Zadeh et al., 1986), S+0.18 – 0.04 aparece en la intersección de estos filamentos y el plano Galáctico orientado aproximadamente perpendicular a los mismos. Según las imágenes radio a 6 cm de alta resolución, ambas estructuras parecen estar interaccionando (Yusef-Zadeh & Morris, 1987a).

Sgr B2(M) ($0''$, $0''$)**Figura 10.4:** Espectro a 2 mm de las posiciones observadas en el Centro Galáctico.

Sgr B2(M) ($0''$, $0''$)**Figura 10.4:** (Continuación).

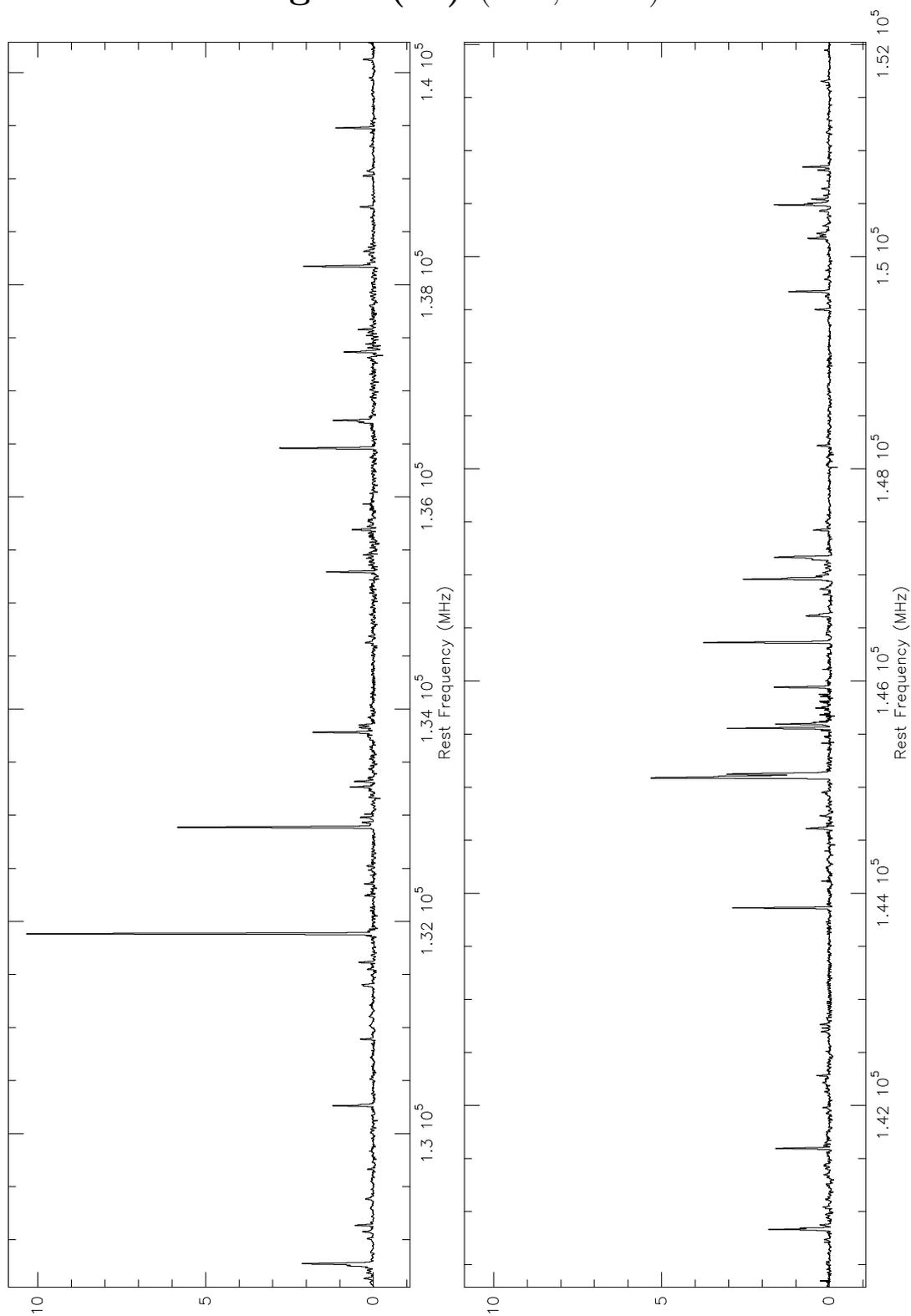
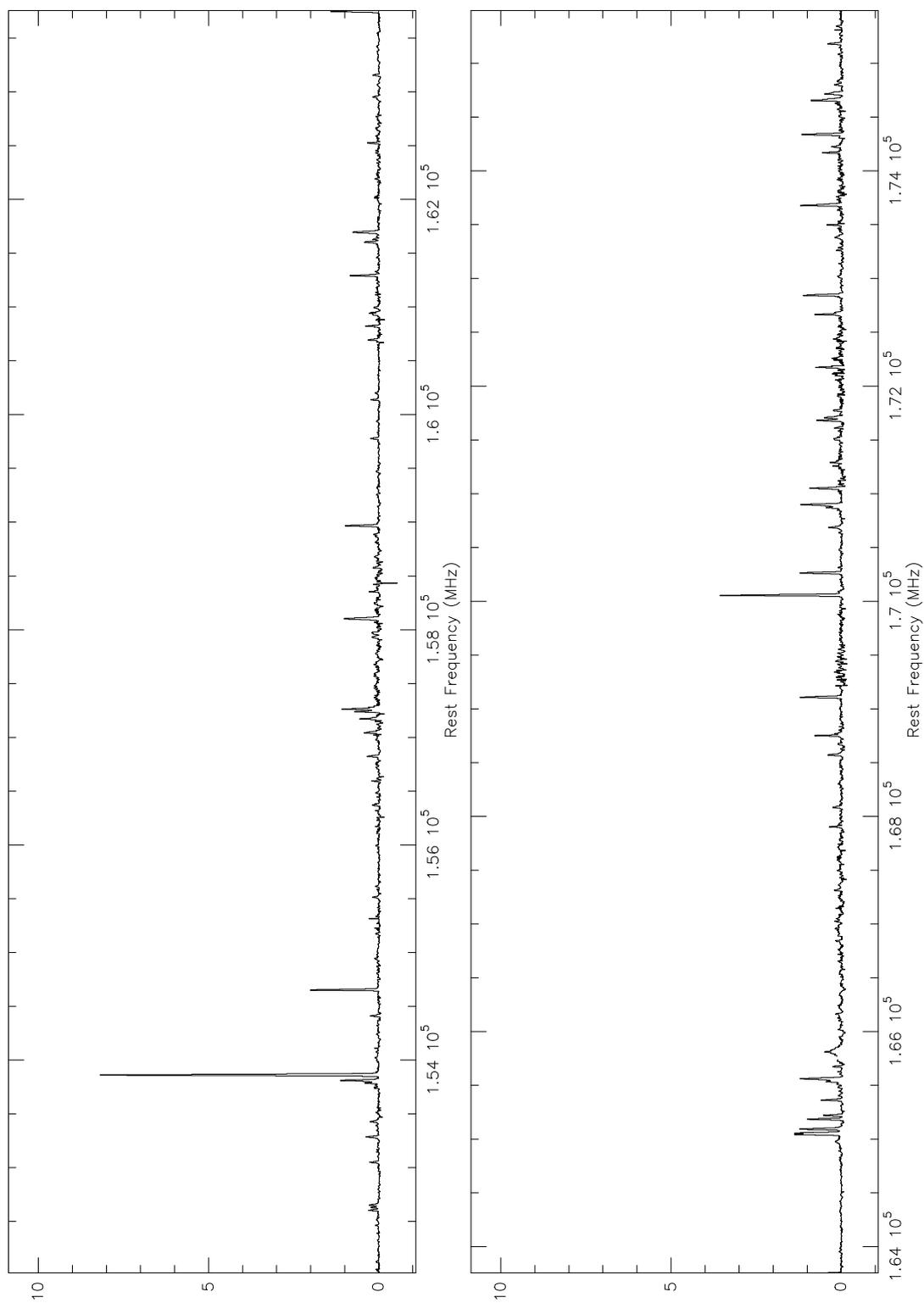
Sgr B2(M) (20'', 100'')

Figura 10.4: (Continuación).

Sgr B2(M) (20", 100")**Figura 10.4:** (Continuación).

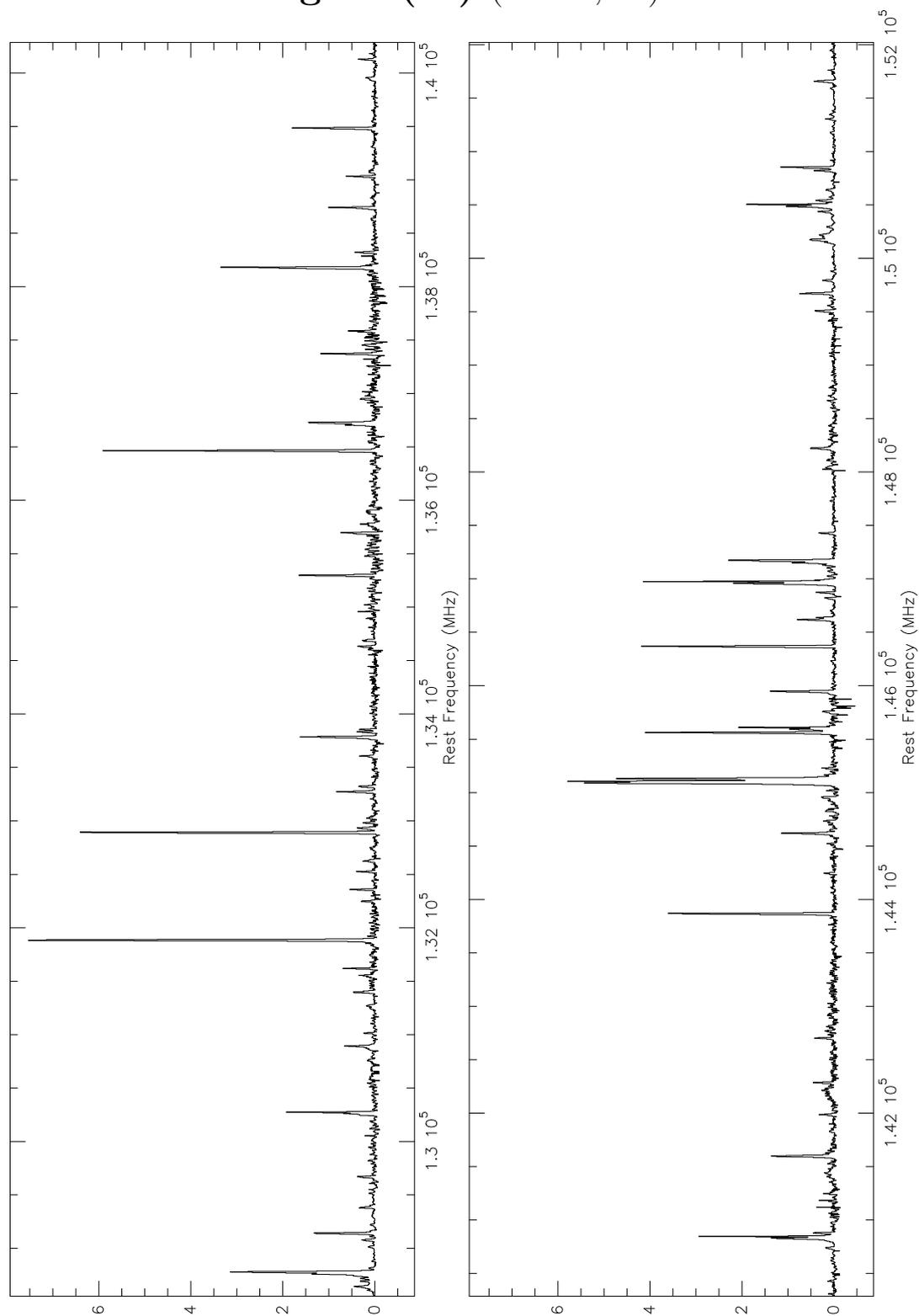
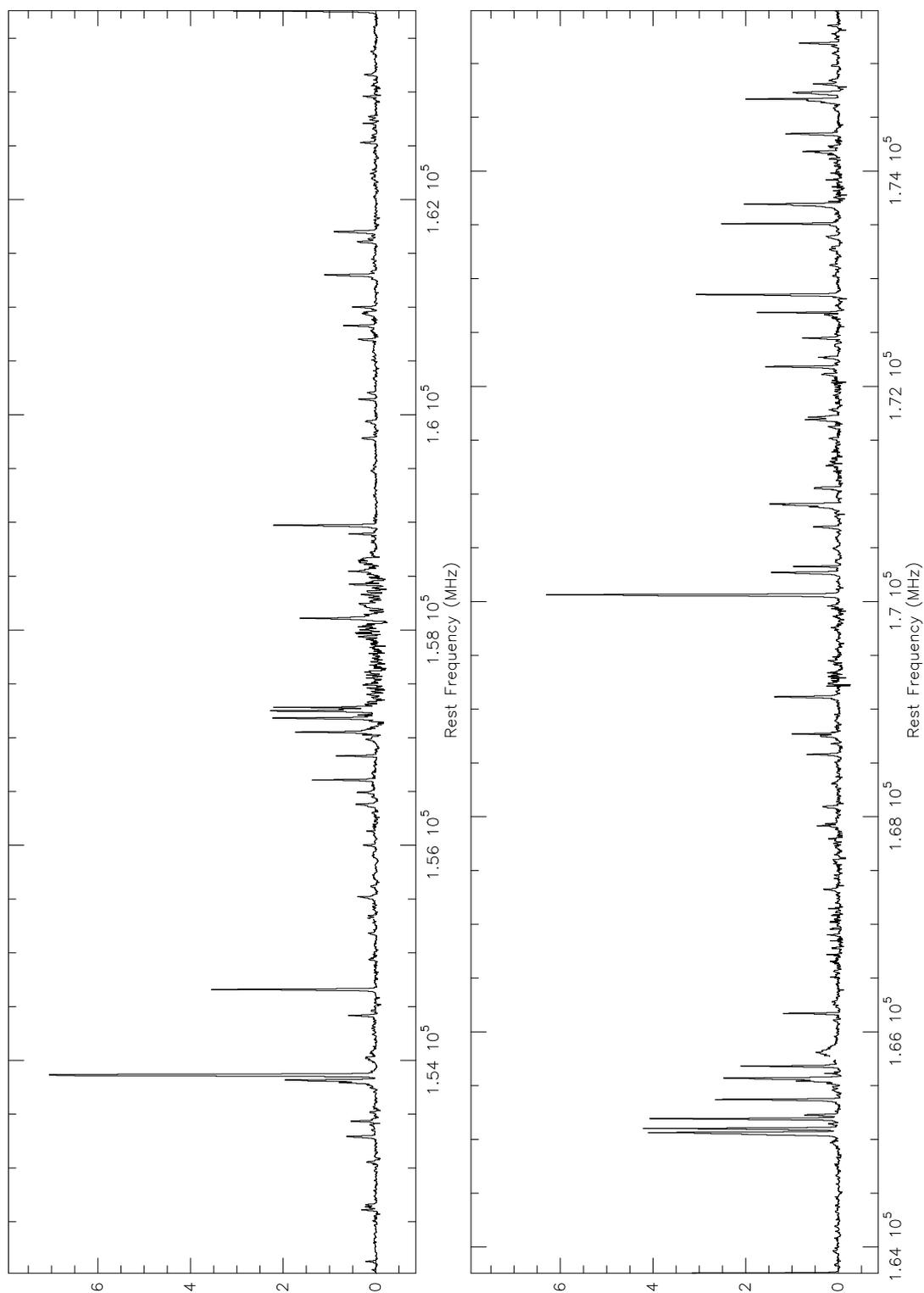
Sgr B2(M) ($-40''$, $0''$)

Figura 10.4: (Continuación).

Sgr B2(M) ($-40''$, $0''$)**Figura 10.4:** (Continuación).

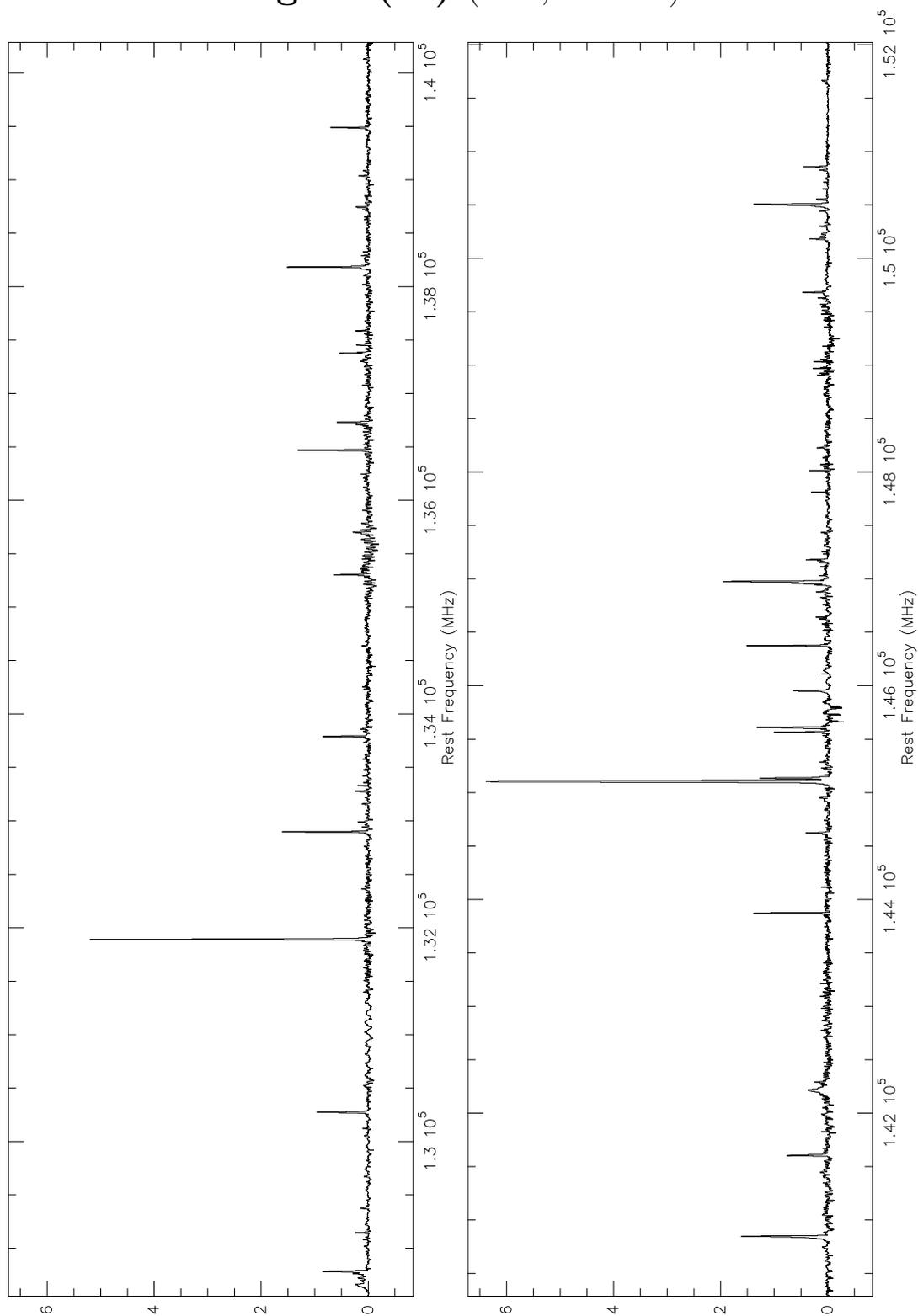
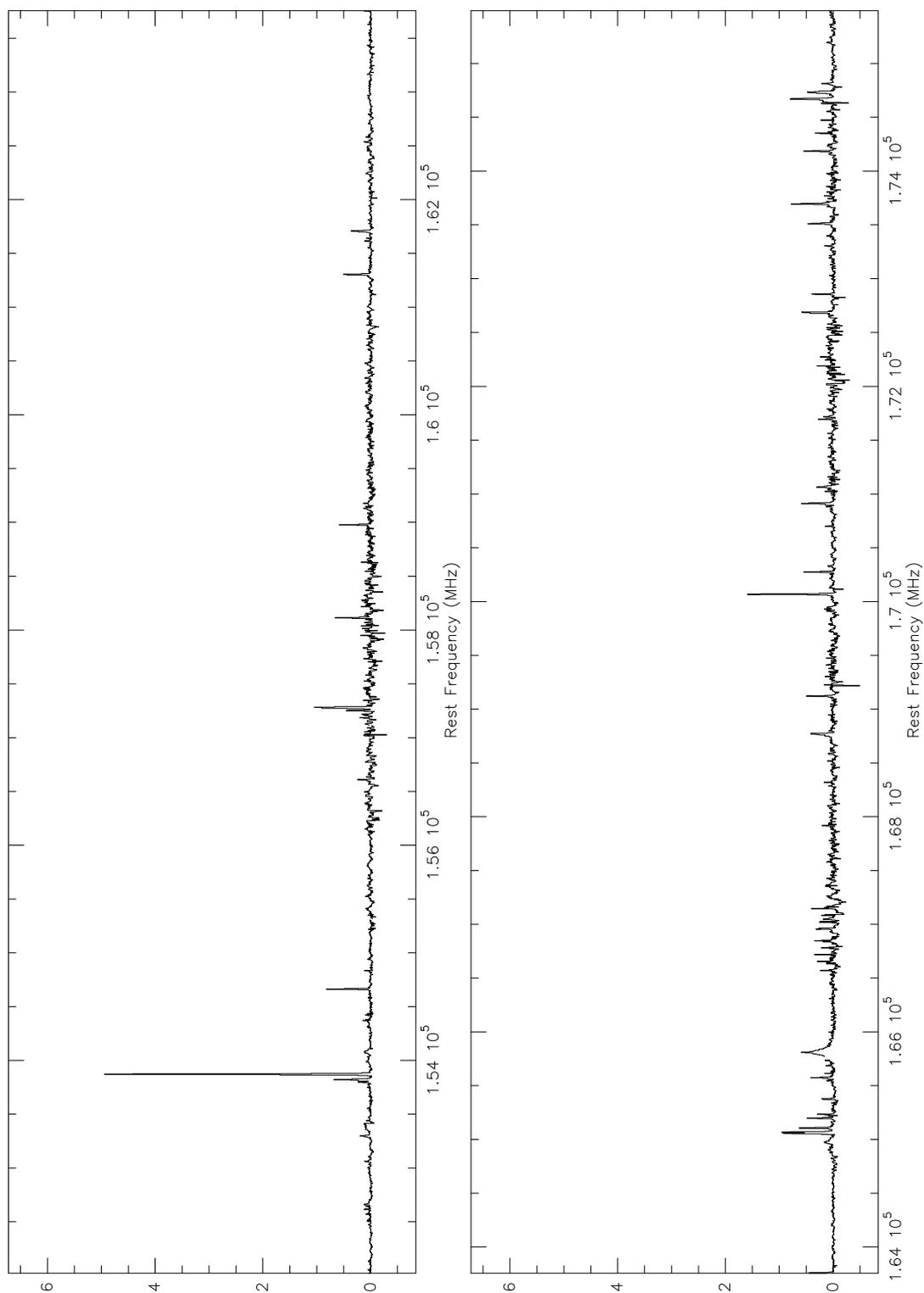
Sgr B2(M) ($20''$, $-180''$)

Figura 10.4: (Continuación).

Sgr B2(M) ($20''$, $-180''$)**Figura 10.4:** (Continuación).

Sgr B2(N)

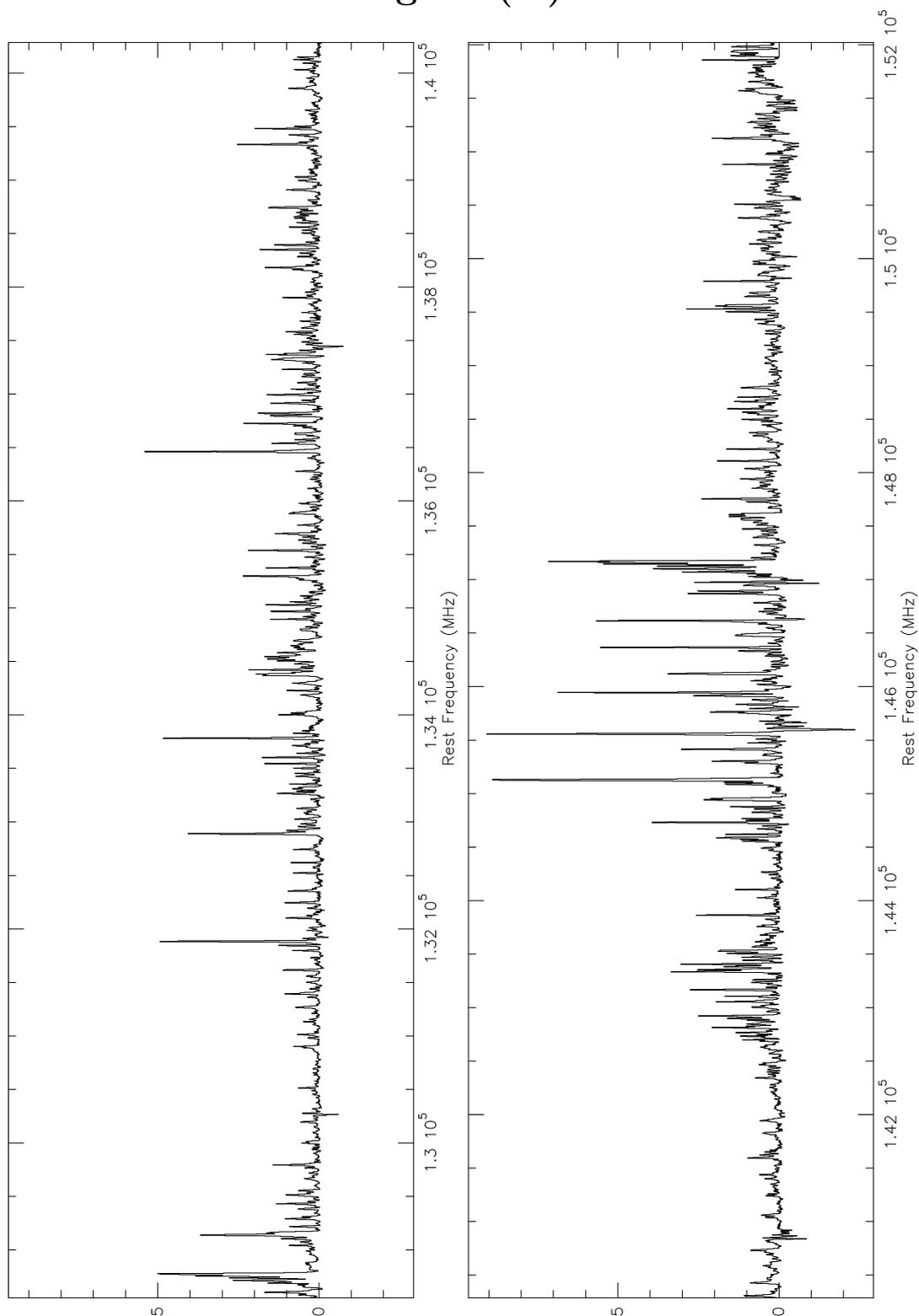


Figura 10.4: (Continuación).

Sgr B2(N)

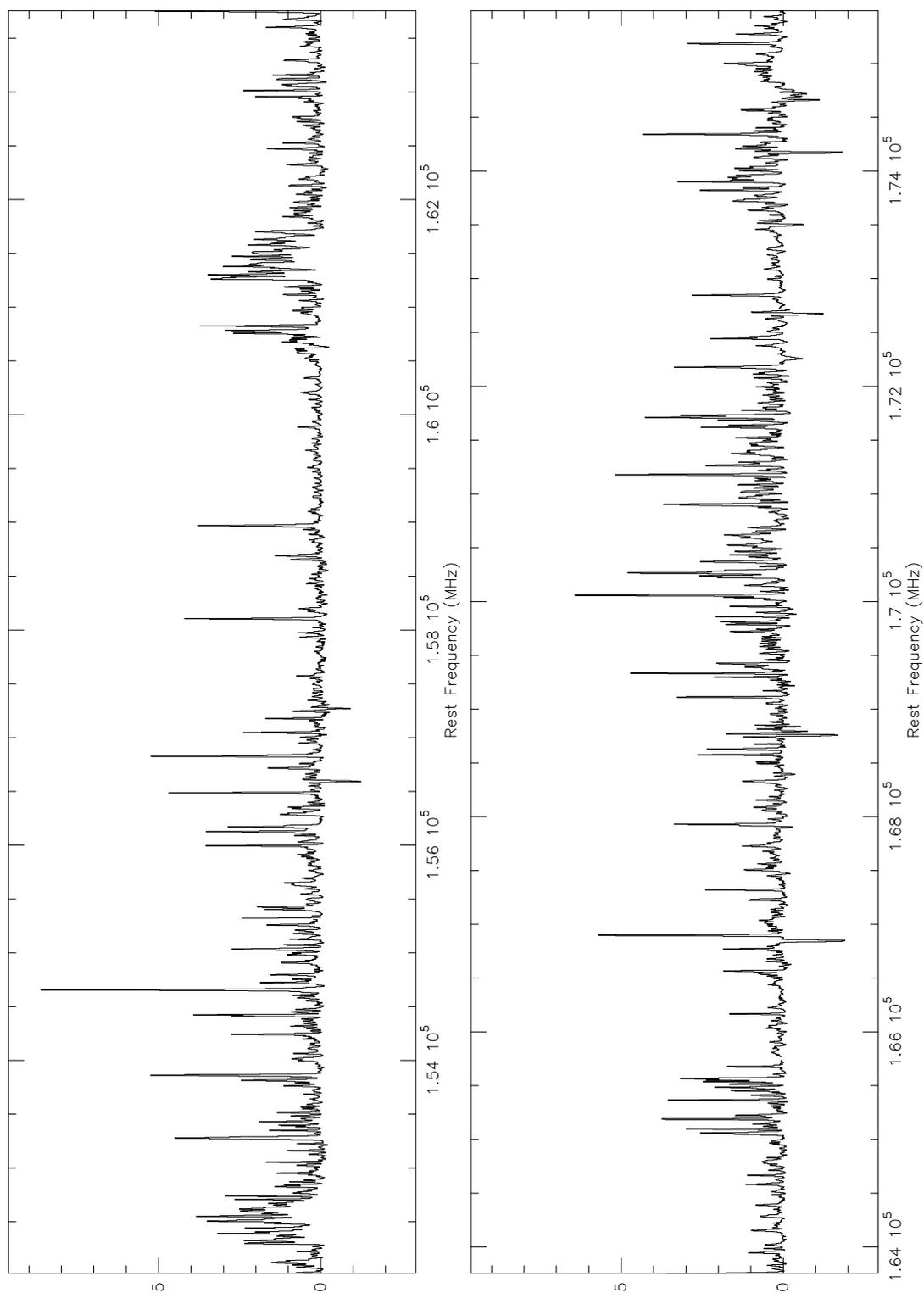


Figura 10.4: (Continuación).

Sgr B2(S)

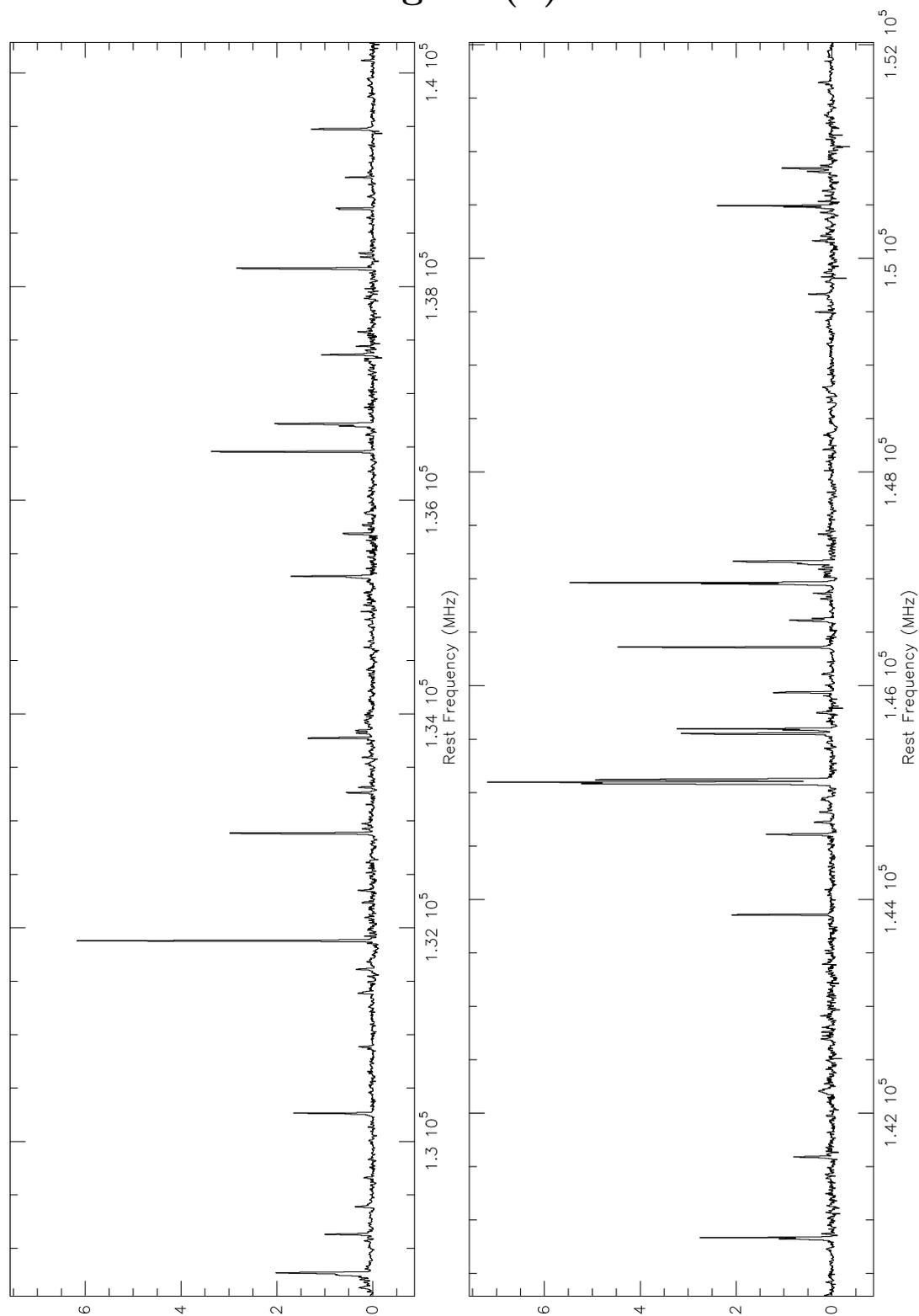


Figura 10.4: (Continuación).

Sgr B2(S)

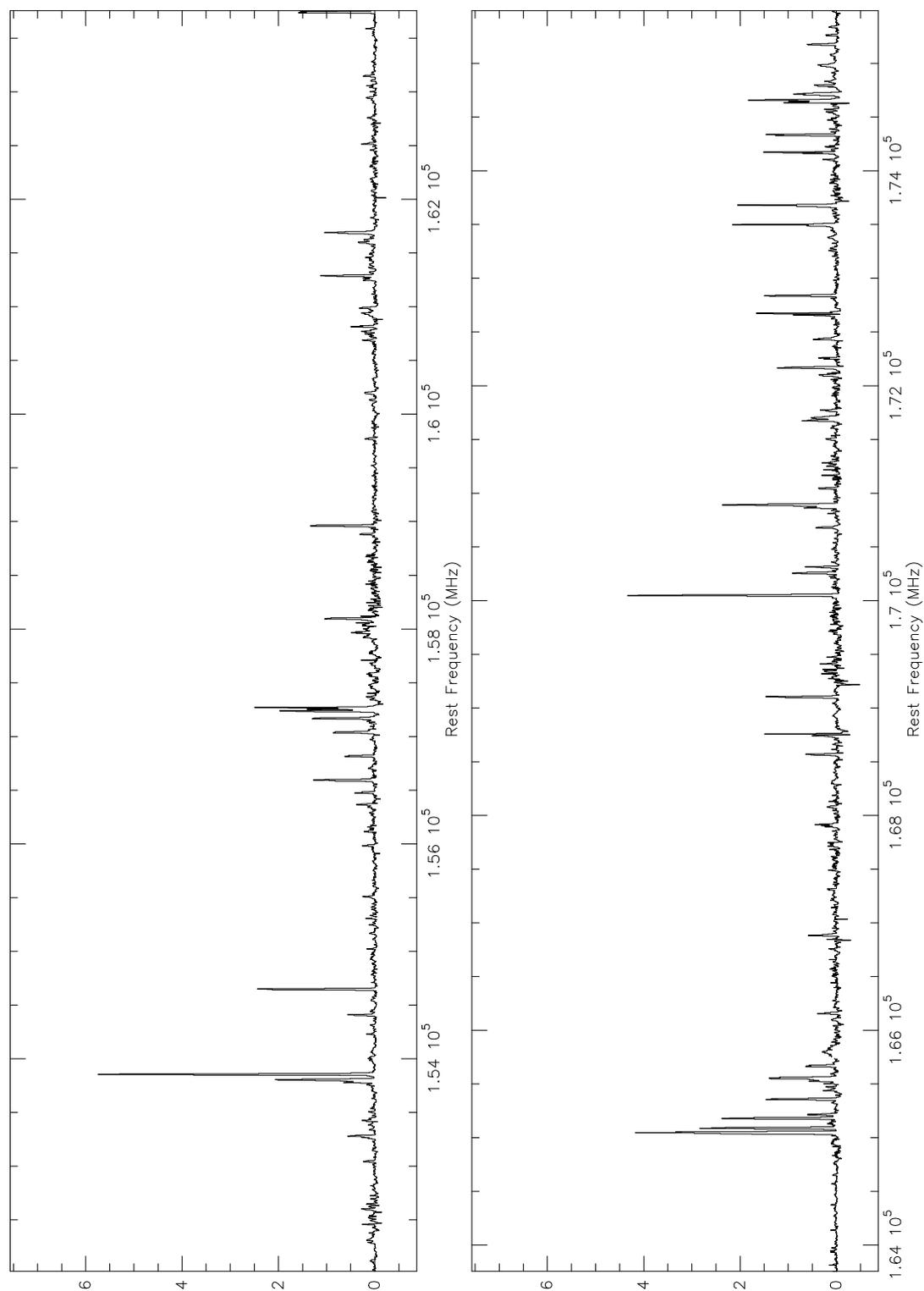


Figura 10.4: (Continuación).

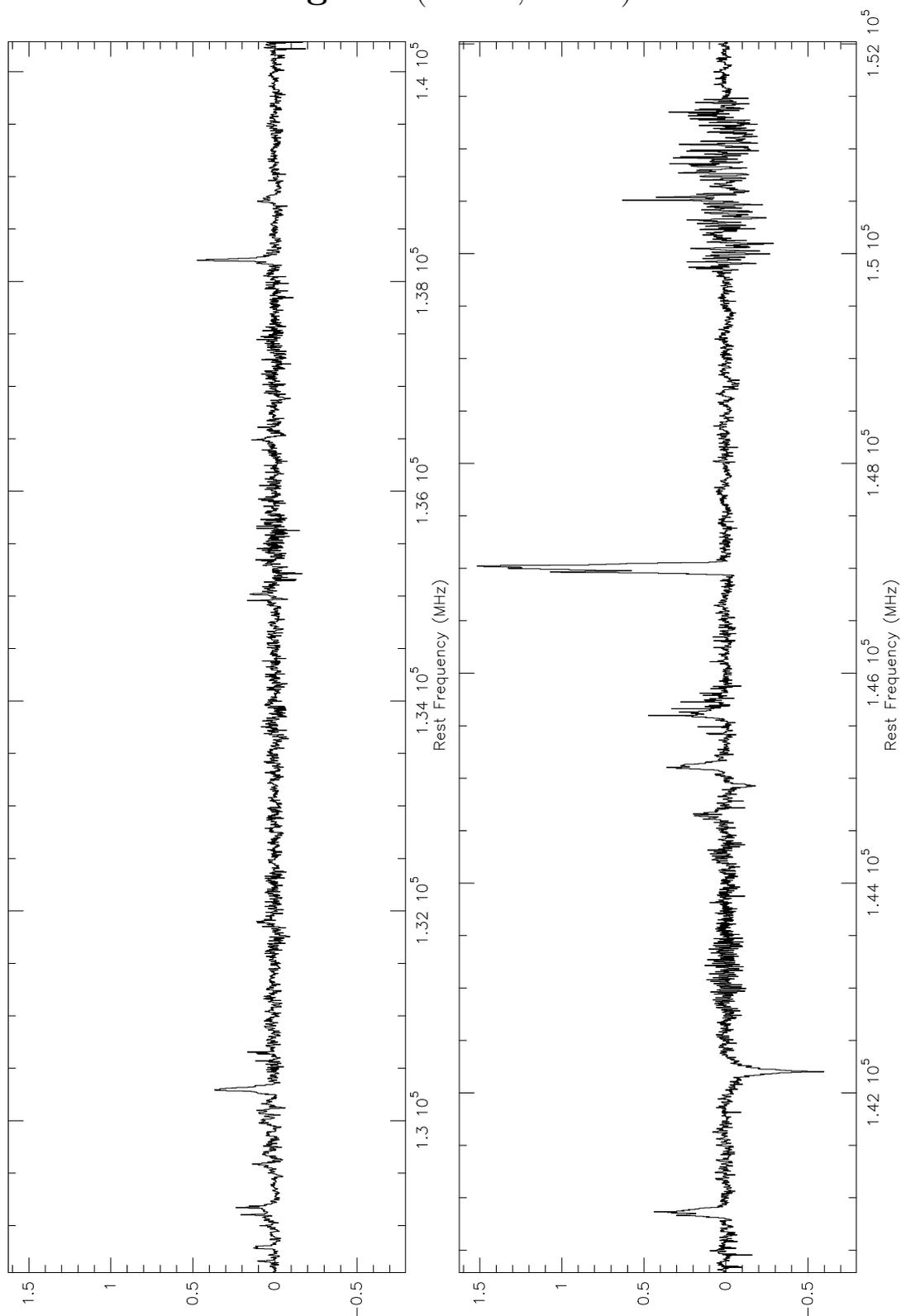
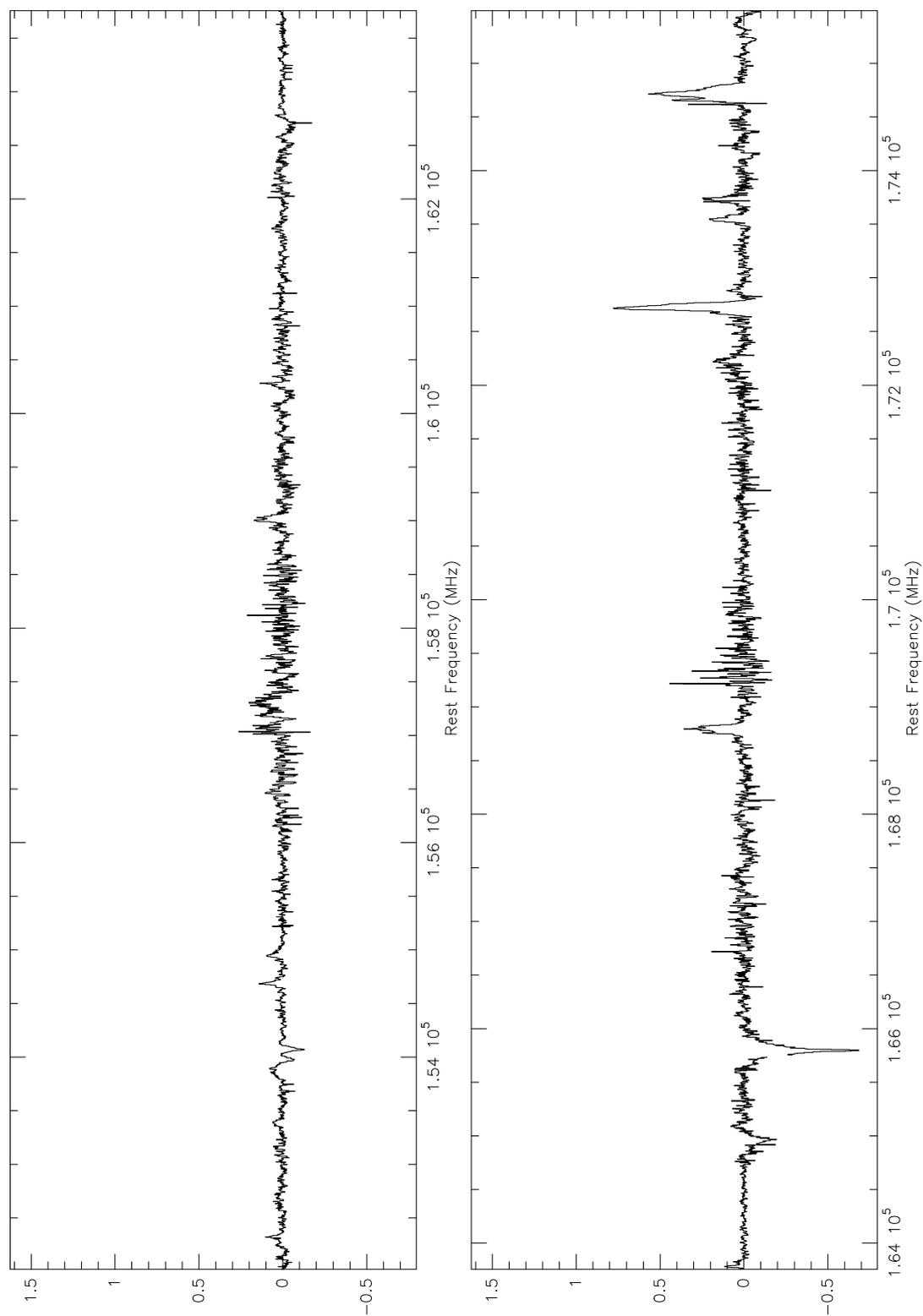
Sgr A* ($-30''$, $-30''$)

Figura 10.4: (Continuación).

Sgr A* ($-30''$, $-30''$)**Figura 10.4:** (Continuación).

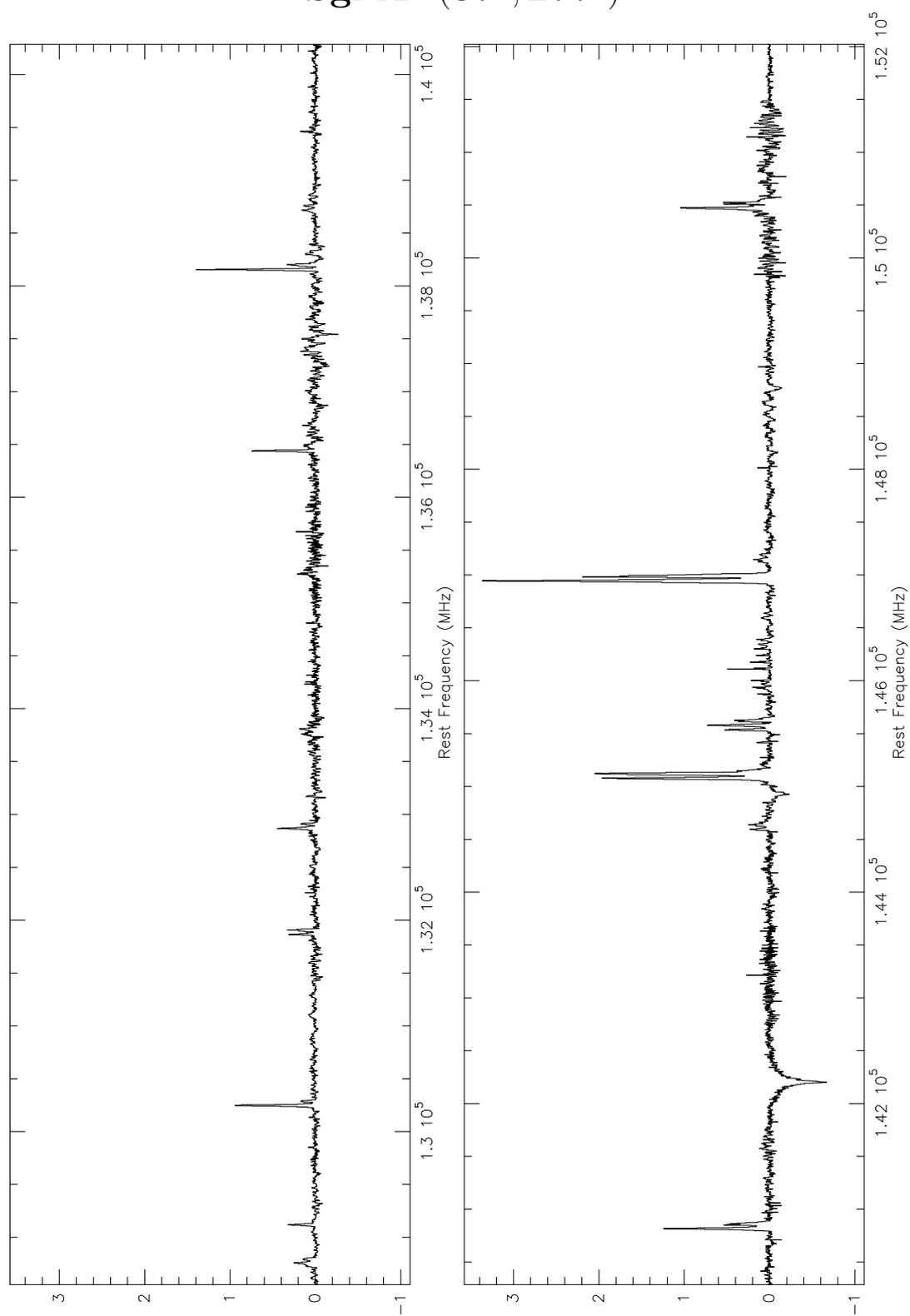
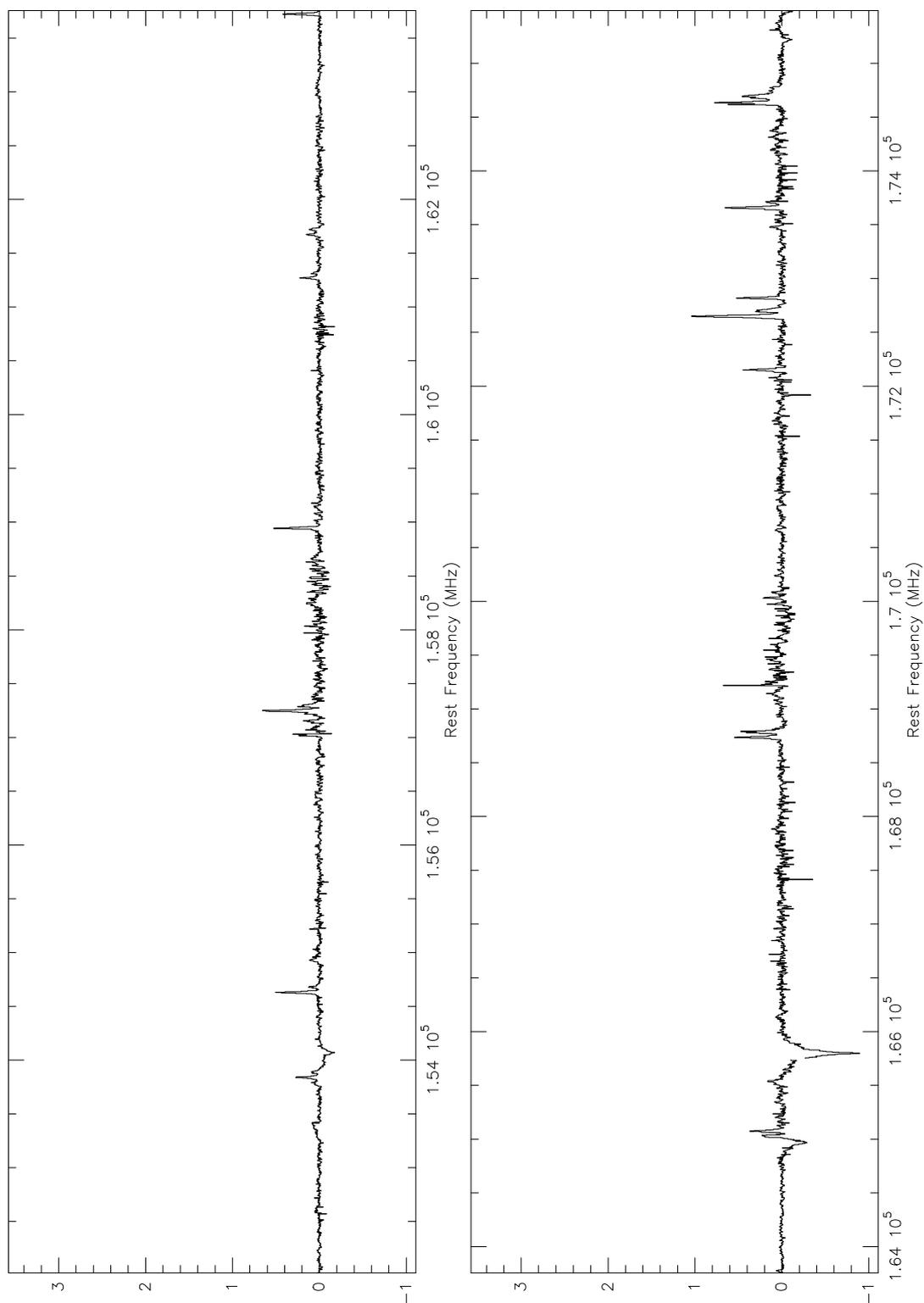
Sgr A* (37", 277")

Figura 10.4: (Continuación).

Sgr A* (37'', 277'')**Figura 10.4:** (Continuación).

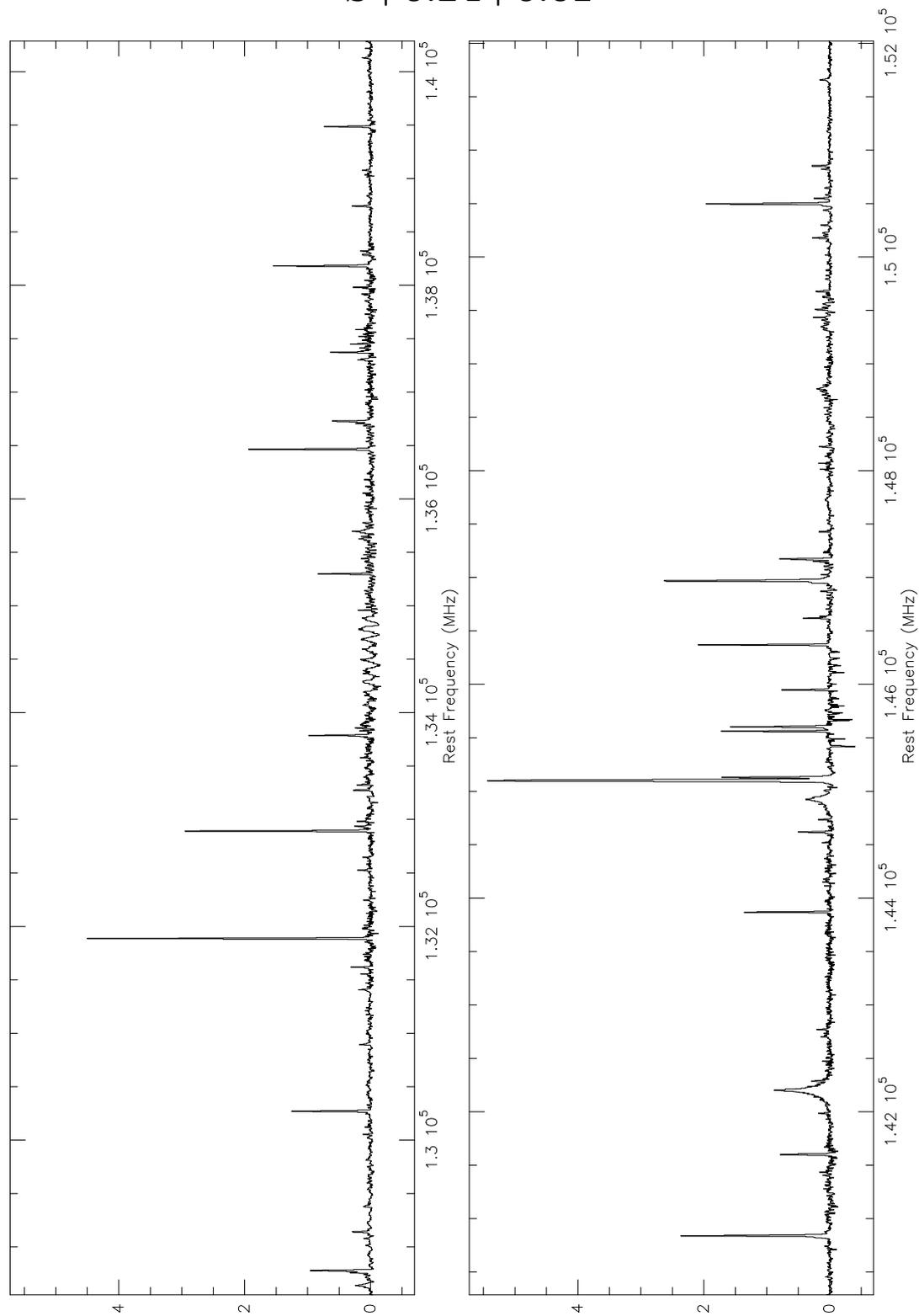
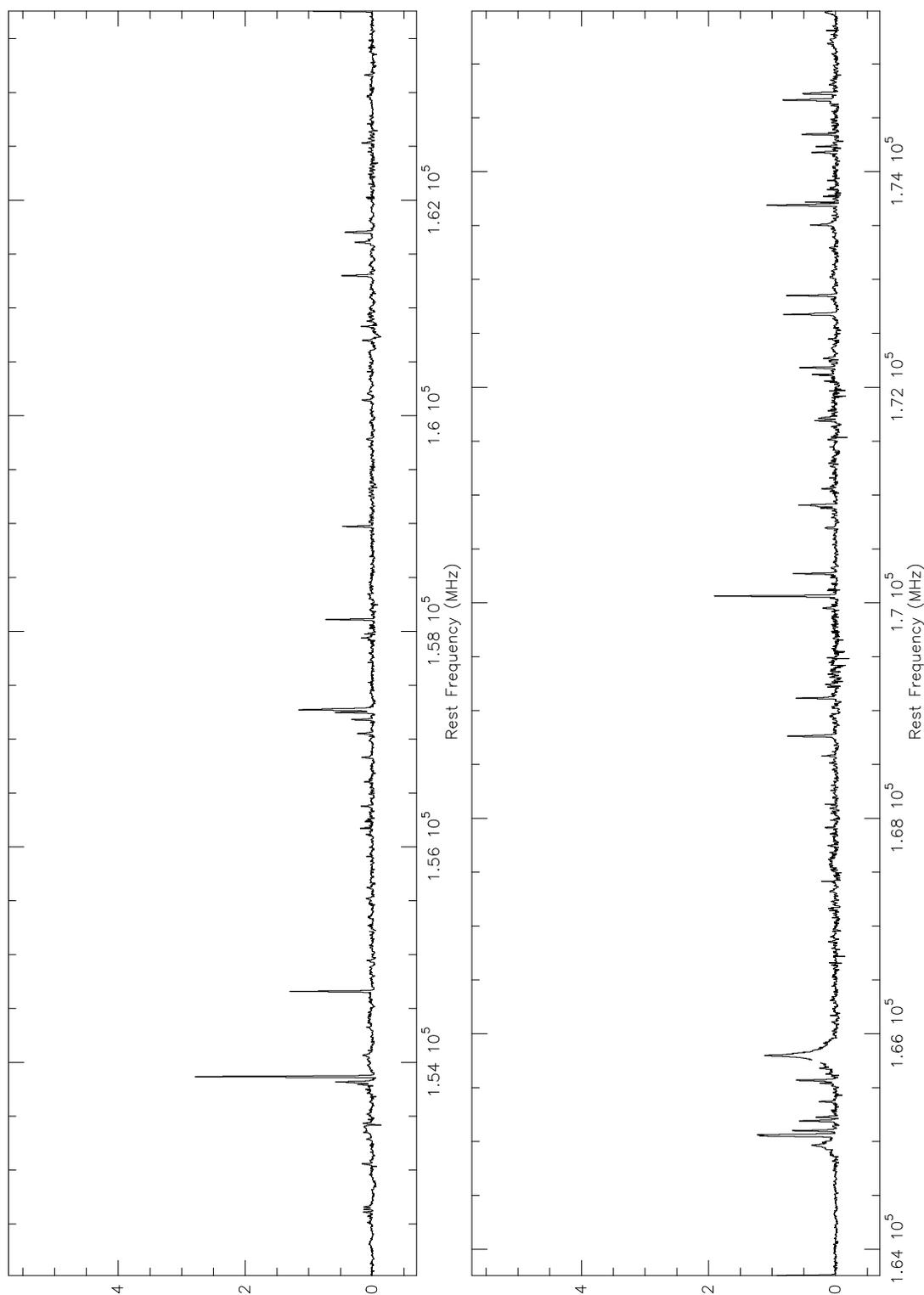
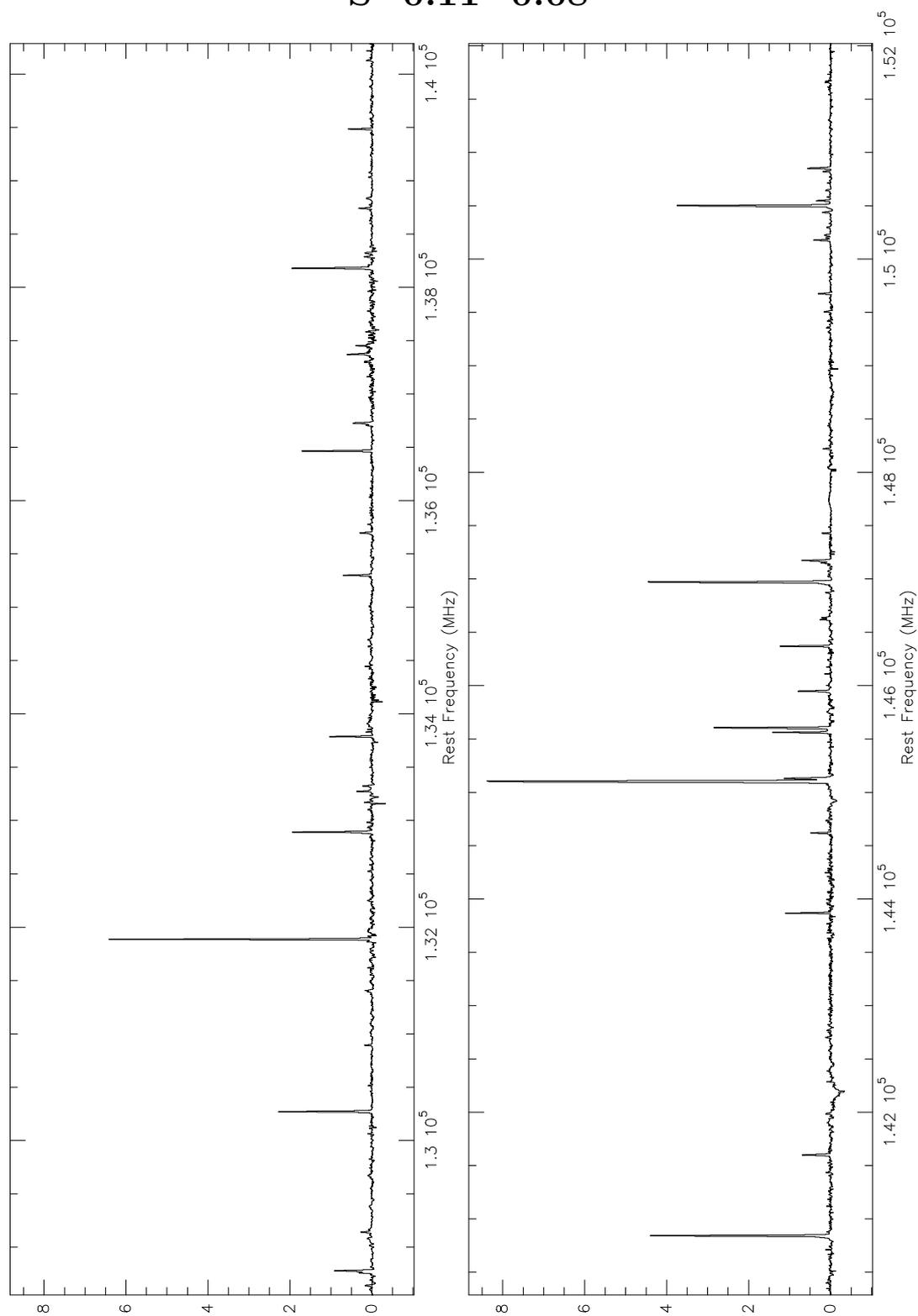
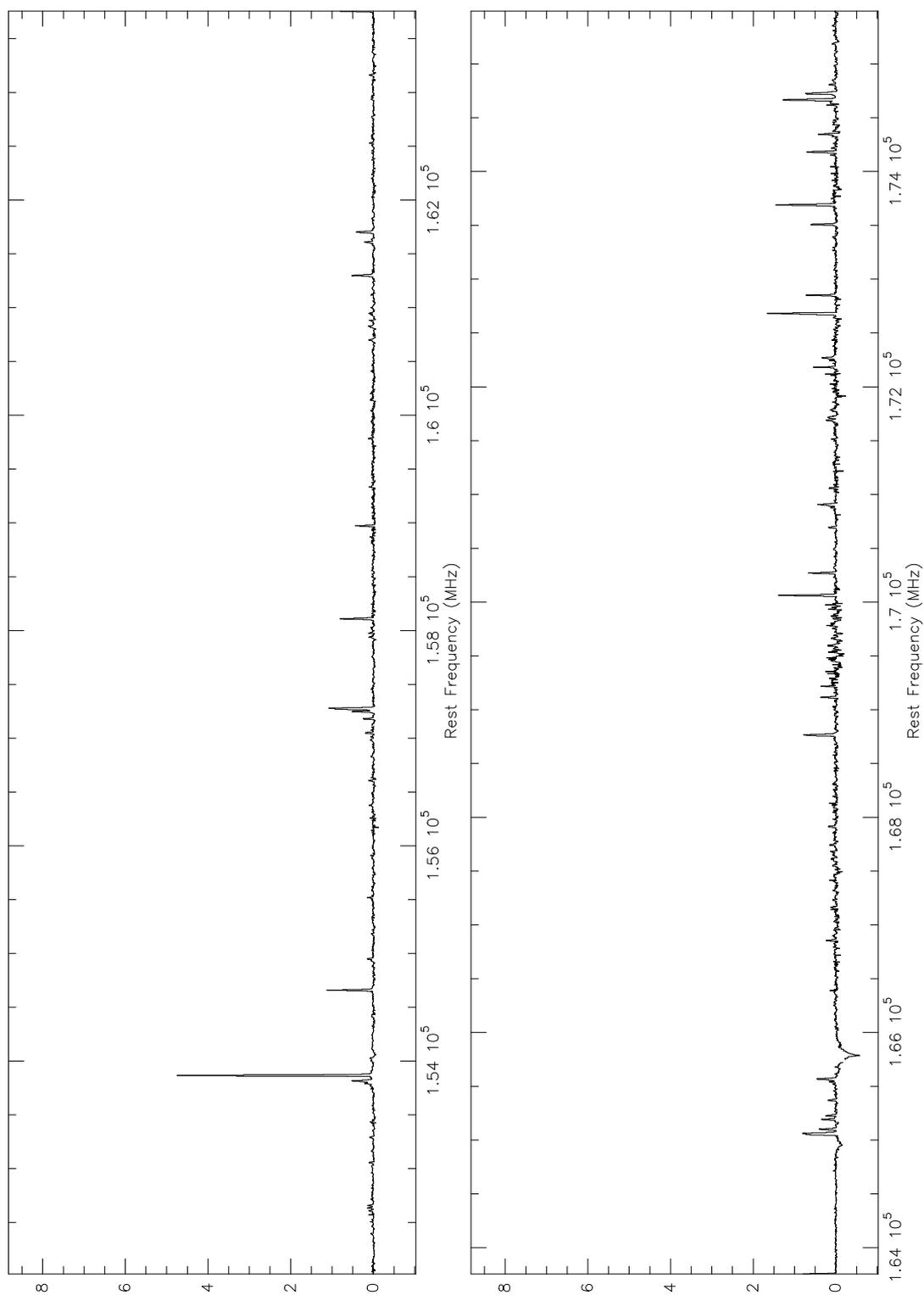
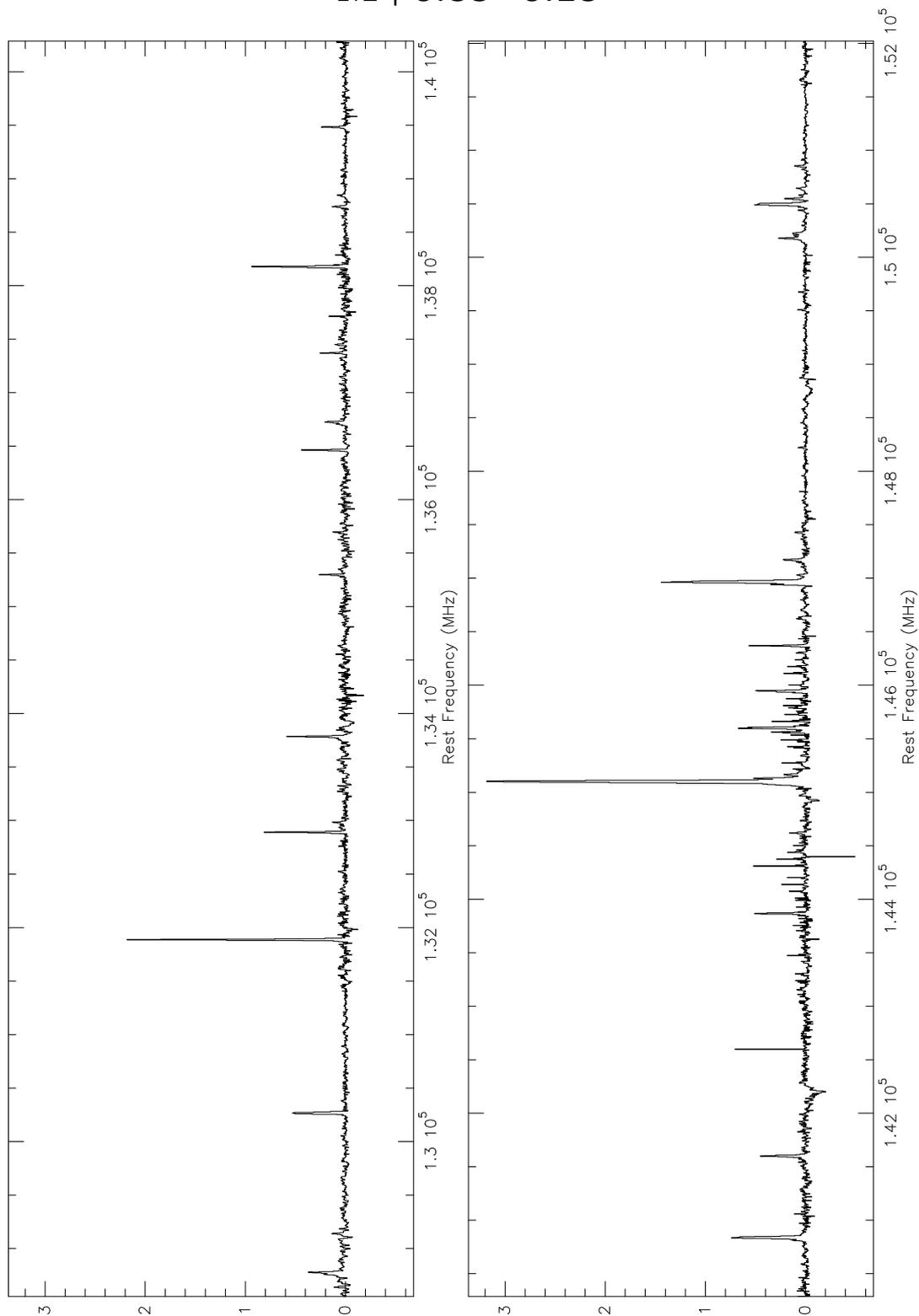
S+0.24+0.01

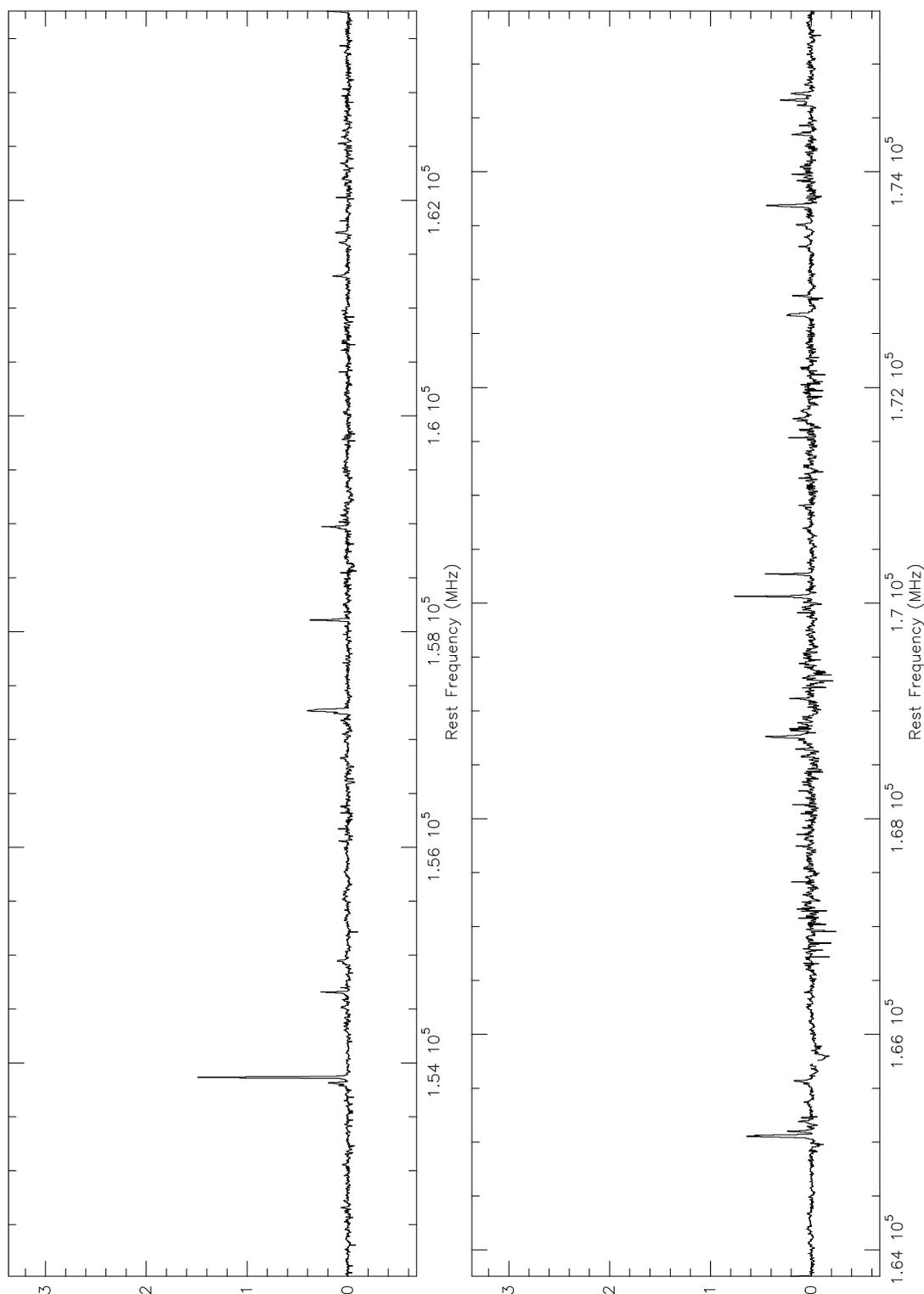
Figura 10.4: (Continuación).

S+0.24+0.01**Figura 10.4:** (Continuación).

S-0.11-0.08**Figura 10.4:** (Continuación).

S-0.11-0.08**Figura 10.4:** (Continuación).

M+0.83–0.18**Figura 10.4:** (Continuación).

M+0.83–0.18**Figura 10.4:** (Continuación).

M-0.02-0.07

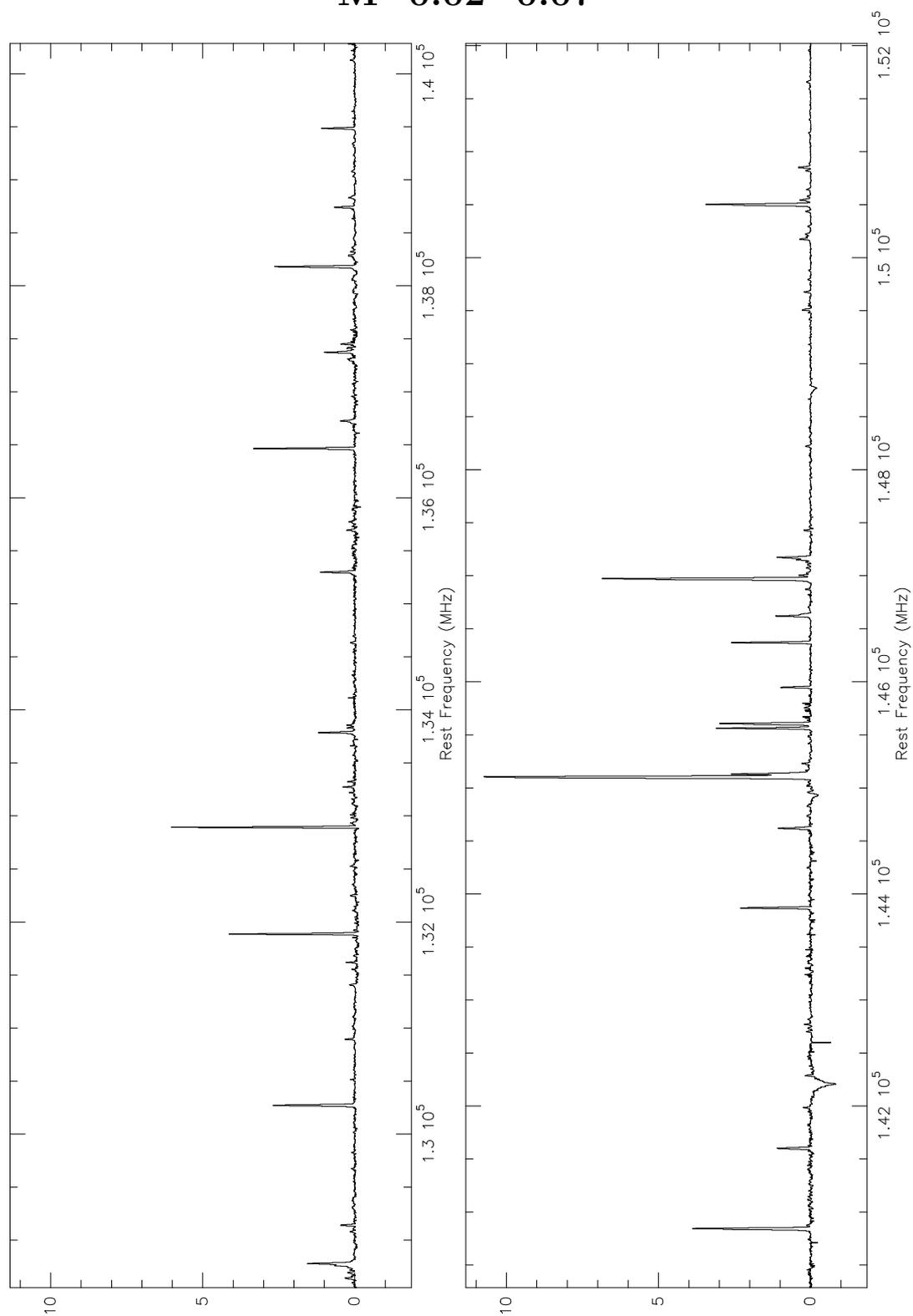
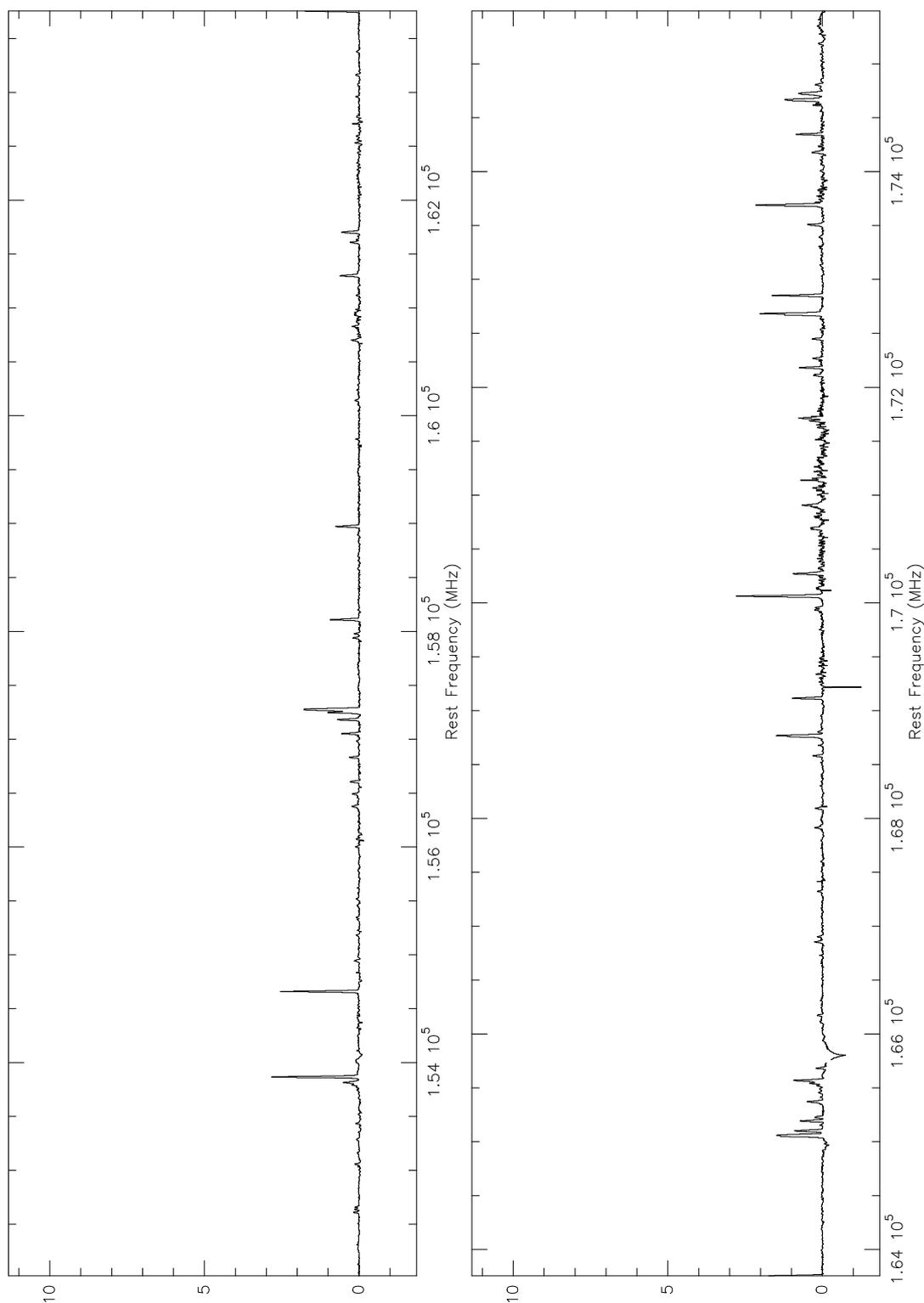


Figura 10.4: (Continuación).

M-0.02-0.07**Figura 10.4:** (Continuación).

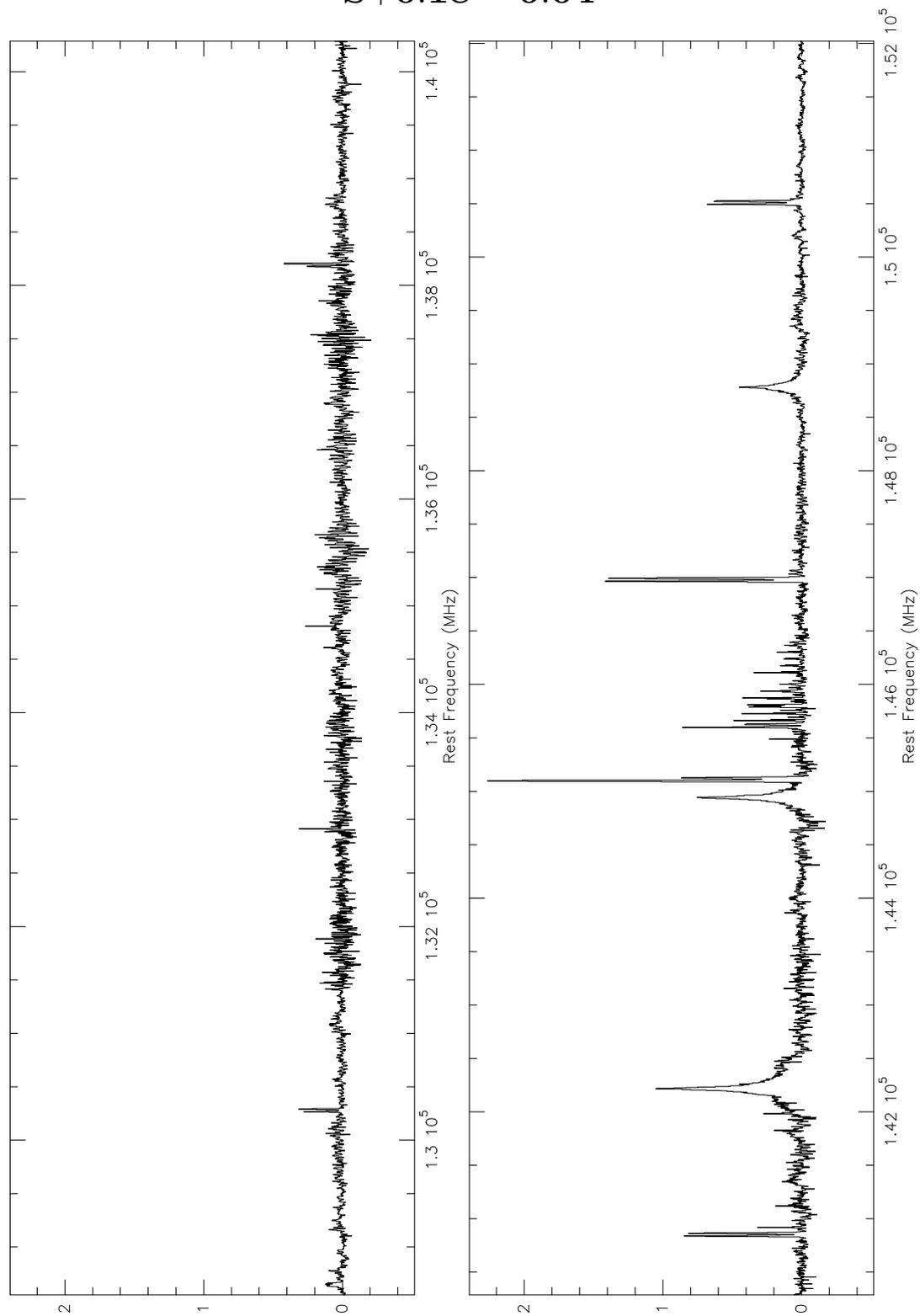
S+0.18 – 0.04

Figura 10.4: (Continuación).

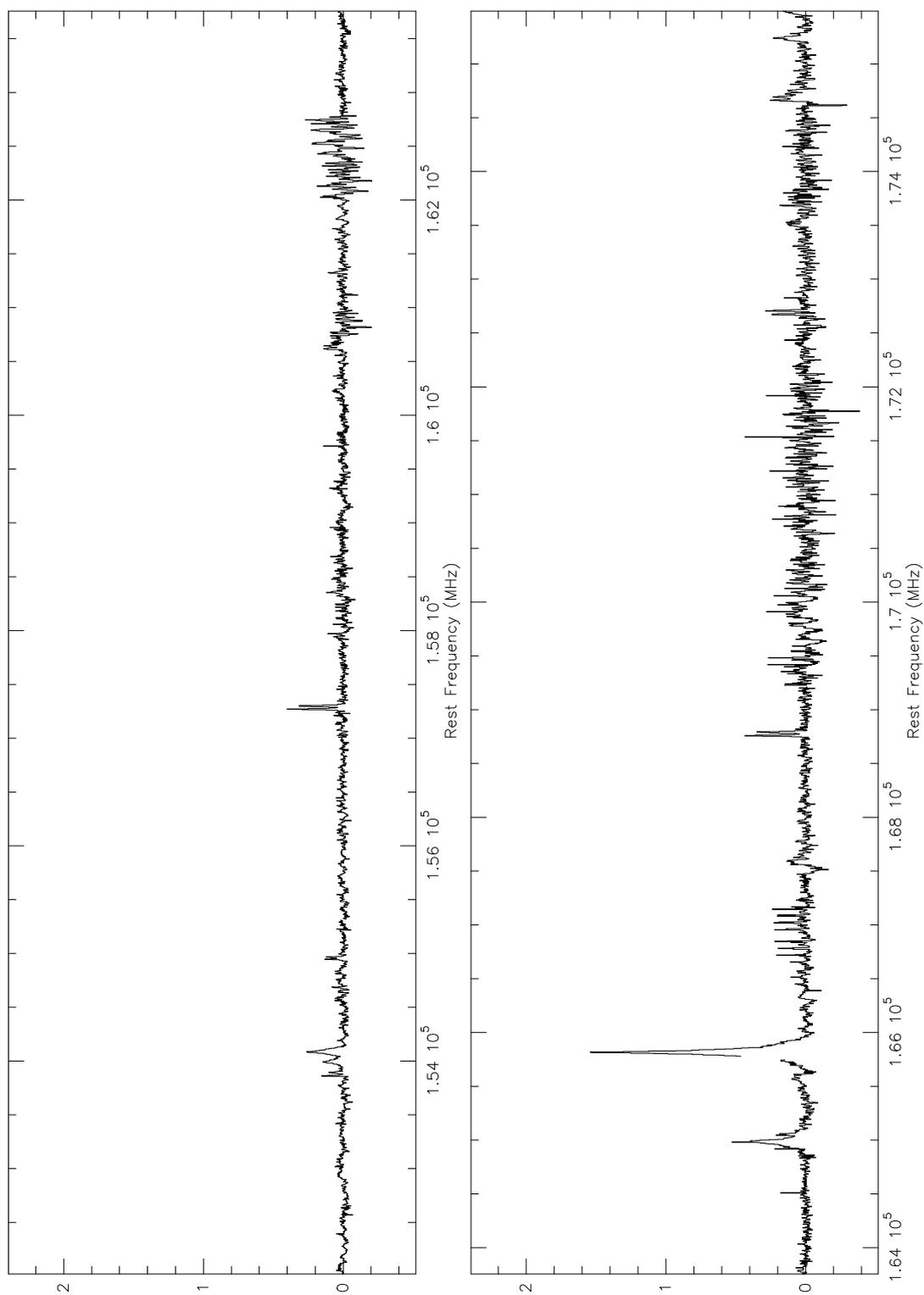
S+0.18 – 0.04

Figura 10.4: (Continuación).

10.4. Abundancias moleculares en el CG

Debido a la complejidad fisico-química de los núcleos calientes Sgr B2(M) y (N), las observaciones en estas posiciones presentan numerosas dificultades al análisis presentado en este Capítulo. En primer lugar la extremadamente rica emisión molecular, sobre todo en el caso de Sgr B2(N), produce que en gran parte del espectro estemos limitados por la confusión debido al gran número de transiciones moleculares de baja intensidad. Las transiciones moleculares se ven solapadas entre ellas hasta tal punto que, en muchos casos, es imposible encontrar regiones del espectro libres de emisión molecular que permita establecer una línea de base para ajustar la emisión del continuo. De cualquier forma, la resolución espectral utilizada en las observaciones no es la óptima para poder separar líneas solapadas, teniendo en cuenta la anchura de las líneas en estas fuentes. Por si fuera poco, las líneas más intensas del espectro, sufren de fenómenos de autoabsorción provocado por la presencia de una envoltura de material molecular de menor excitación en la que los núcleos calientes están embebidos. En el caso de Sgr B2(M) y (N), las líneas que se generan delante de las fuentes de radiocontinuo también se observan en absorción. Por estas razones, las posiciones observadas en estos núcleos calientes no han sido incluidas ni en el análisis ni en la comparación expuestas en este Capítulo.

Como resultado de los barridos espectrales en las posiciones observadas, se han extraído todas las transiciones presentes en la banda de 2 mm de las 20 especies moleculares, escogidas por ser las más brillantes del barrido espectral de NGC 253. Se realizaron ajustes Gaussianos a todas ellas, de forma semejante a como se explica en el Capítulo 2 para el barrido de la galaxia NGC 253. A diferencia de este, los fenómenos de solapamiento son mucho menos frecuentes, salvo en el caso de transiciones con estructura hiperfina y moléculas con grupos de transiciones muy cercanas en frecuencias. Se ajustaron alrededor de 130 perfiles Gaussianos a las transiciones observadas para cada una de las 11 fuentes analizadas. Por claridad en la exposición de este trabajo, se ha omitido la presentación tabulada de los resultados de estos ajustes Gaussianos.

Tal y como se explica en el Apéndice A y se utilizó en el Capítulo 3, se han calculado los parámetros físicos de densidad de columna y temperatura rotacional de la emisión de las 20 moléculas seleccionadas a partir de la intensidad integrada de las transiciones observadas. La Tabla 10.5 presenta los parámetros derivados para cada una de las 11 fuentes. La región de emisión molecular en estas fuentes se puede considerar extensa en comparación con el tamaño del haz del telescopio, por lo que no se ha aplicado ninguna corrección por dilución de la fuente en el haz. En las fuentes en cuya emisión se diferencian dos componentes de velocidad, se presentan los parámetros físicos derivados para cada una de ellas.

Se utilizaron observaciones adicionales de las transiciones $J = 1 - 0$ y $2 - 1$ de $C^{18}O$ a 3 y 1 mm respectivamente para estimar la densidad de columna de hidrógeno molecular. En la Tabla 10.4 se presentan los resultados de los ajustes Gaussianos a los perfiles observados de las transiciones de $C^{18}O$ para cada una de las fuentes.

La densidad de columna de $C^{18}O$ derivada en cada posición se muestra en la última fila de la Tabla 10.5. Para estimar la densidad de columna de hidrógeno molecular a partir de la emisión de $C^{18}O$, es necesario asumir un factor de conversión $C^{18}O/H_2$. Si suponemos un factor de conversión estándar $CO/H_2 \sim 10^{-4}$ junto con una razón de abundancias $^{16}O/^{18}O \sim 200$ (Güsten et al., 1985), obtenemos una razón $C^{18}O/H_2 \sim 5 \cdot 10^{-7}$, muy superior que al valor de $6 \cdot 10^{-8}$ determinado por Lis & Goldsmith (1990) en Sgr B2. En este estudio asumiremos un valor promedio aproximado de forma que la densidad de columna de hidrógeno molecular, asumiendo que la emisión de $C^{18}O$ es ópticamente delgada, se ha estimado en la forma $N(H_2) = 1 \times 10^7 N(C^{18}O)$. Las abundancias fraccionales relativas a H_2 de las 20 especies analizadas se representan en forma de histogramas en la Figura 10.5. En el caso de las especies en que no se ha detectado ninguna transición, se indica con un triángulo invertido el límite superior a la abundancia derivado de la no detección de estas especies.

Tabla 10.4: Líneas de $C^{18}O$ observadas en las fuentes del Centro Galáctico.

Fuente	$C^{18}O J = 1 \rightarrow 0$				$C^{18}O J = 2 \rightarrow 1$			
	$\int T_{MB} dv$ K km s $^{-1}$	V_{LSR} km s $^{-1}$	$\Delta v_{1/2}$ km s $^{-1}$	T_{MB} K	$\int T_{MB} dv$ K km s $^{-1}$	V_{LSR} km s $^{-1}$	$\Delta v_{1/2}$ km s $^{-1}$	T_{MB} K
Sgr B2(M)								
(20'', 100'')	34.5	67.6	21.2	1.5	53.7	67.4	23.1	2.2
(-40'', 0'')	5.9	54.8	5.9	0.9	23.1	53.9	9.9	2.2
	67.3	71.6	33.8	1.9	119.8	70.2	35.3	3.2
(20'', -180'')	16.9	51.3	15.4	1.0	32.6	51.4	21.4	1.4
Sgr B2(S)	66.9	62.6	19.9	3.2	146.9	61.8	23.2	5.9
Sgr A*								
(-30'', -30'')	20.2	17.8	85.0	0.2	39.8	21.3	84.5	0.4
(37'', 277'')	25.1	-12.8	57.1	0.4	42.5	-14.3	58.7	0.7
	14.6	83.2	57.1	0.2	34.8	93.3	56.2	0.6
S+0.24 + 0.01	21.5	34.0	21.8	0.9	38.0	34.2	23.1	1.5
S-0.11 - 0.08	19.2	17.8	17.4	1.0	39.4	17.4	21.0	1.8
M+0.83 - 0.18	20.4	38.2	30.5	0.6	25.7	38.6	31.1	0.8
M-0.02 - 0.07	41.4	51.9	19.0	2.0	78.0	51.0	23.8	3.1
S+0.18 - 0.04	8.8	21.5	25.0	0.3	16.1	22.1	19.1	0.8
	8.0	72.7	17.0	0.4	14.1	71.0	19.2	0.7

Tabla 10.5: Parámetros físicos derivados para cada fuente y moléculas observadas.

Molécula	Sgr B2(M) ($20''$, $100''$) N (10^{14}cm^{-2})	T_{rot} (K)	Sgr B2(M) ($-40''$, $0''$) N (10^{14}cm^{-2})	T_{rot} (K)	Sgr B2(M) ($20''$, $-180''$) N (10^{14}cm^{-2})	T_{rot} (K)	Sgr B2(S) N (10^{14}cm^{-2})	T_{rot} (K)
HNCO	37.0	12.7 ± 0.06	30.7	16.9 ± 0.07	11.9	14.6 ± 0.15	18.2	18.7 ± 0.06
SiO	0.50	17.1 ± 0.70	0.40	16.1 ± 11.6	0.29	12.0 ± 0.56	0.64	21.4 ± 3.64
HC ₃ N	8.64	17.6 ± 0.38	6.71	22.3 ± 0.31	2.08	17.1 ± 0.62	5.96	22.3 ± 0.37
CH ₃ CCH	27.6	20.9 ± 0.09	77.8	15.1	11.1	27.7 ± 0.70	47.3	32.5 ± 0.15
SO	6.80	19.7 ± 1.35	14.7	24.6 ± 2.12	3.64	9.84 ± 0.54	10.5	23.2 ± 1.17
H ₂ CO	5.50	$99.6 \pm 274.$	2.89	20.2 ± 2.57	3.34	25.8 ± 2.92	2.40	12.2 ± 0.40
	2.45	15.7 ± 1.76	3.19	20.8 ± 3.68			1.52	17.6 ± 2.39
CS	1.15	18.1 ± 3.93	3.12	16.2 ± 0.53	1.91	13.9 ± 0.46	4.06	31.0 ± 1.30
	1.76	13.0 ± 1.85	3.61	15.4 ± 0.59			1.86	29.3 ± 2.92
C ₃ H ₂	0.91	11.8 ± 0.92	1.49	10.7 ± 0.74	0.35	15.2 ± 3.25	1.50	8.35 ± 0.45
H ₂ S	0.41	15	1.48	15	1.27	15	1.53	15
	1.43	15	1.32	15			0.74	15
SO ₂	5.10	25.2 ± 1.81	5.29	39.4 ± 2.78	2.04	9.01 ± 1.57	8.22	31.3 ± 1.37
NS e	1.90	15	3.30	15	0.79	15	2.20	15
f	2.14	15	2.82	15	0.79	15	3.71	15
NO +	279	9.41 ± 0.32	314	10.0 ± 0.45	95.4	6.96 ± 0.60	171	15.3 ± 1.76
-	233	10.0 ± 2.96	273	10.2 ± 1.00	84.1	22.6 ± 7.29	167	12.3 ± 4.43
C ₂ S	1.57	9.75 ± 2.44	2.26	10.9 ± 1.34	0.22	15	16.3	6.31 ± 0.25
OCS	36.4	31.5 ± 0.65	39.5	31.3 ± 1.28	12.2	28.9 ± 1.19	27.0	42.2 ± 2.55
H ₂ CS	5.32	23.2 ± 1.51	9.73	11.5 ± 0.35	2.43	10.6 ± 0.80	7.30	13.9 ± 0.53
NH ₂ CN	0.33	47.0 ± 22.8	0.71	52.7 ± 5.74	0.13	32.4 ± 19.3	0.71	59.7 ± 10.9
CH ₃ CN	1.64	13.9 ± 0.03	2.14	15.2 ± 0.11	1.07	8.26 ± 0.12	1.36	24.9 ± 0.11
CH ₂ NH	2.58	14.0 ± 0.48	7.31	12.7 ± 0.25	0.94	15.9 ± 0.92	5.11	11.3 ± 0.38
CH ₃ OH	69.5	23.3 ± 5.11	144	27.6 ± 3.71	39.8	15.7 ± 2.66	133	24.4 ± 35.1
C ₂ H	6.72	18.3 ± 1.05	7.11	23.3 ± 3.43	5.64	9.48 ± 0.45	11.0	33.7 ± 3.50
C ¹⁸ O	317	11.2 ± 0.72	7.90	12.4 ± 1.22	177.5	14.5 ± 1.64	7.70	38.5 ± 9.11
			94.0	13			791	17.6 ± 0.90
			667	13.0 ± 1.28				

Tabla 10.5: (Continuación).

Molécula	Sgr A ($-30''$, $-30''$) $N(10^{14} \text{ cm}^{-2})$	T_{rot} (K)	Sgr A ($37''$, $27''$) $N(10^{14} \text{ cm}^{-2})$	T_{rot} (K)	S+0.24+0.01 $N(10^{14} \text{ cm}^{-2})$	T_{rot} (K)	S-0.11-0.08 $N(10^{14} \text{ cm}^{-2})$	T_{rot} (K)
HNCO	1.04	17.1±4.31	5.67	5.46±0.21	15.7	9.70±0.06	20.3	11.0±0.07
SiO	0.57	13.2±1.10	1.97	8.50±0.45	0.48	11.6±0.73	0.87	9.72±0.39
HC ₃ N	0.88	20.8±3.55	0.12	12.0±0.68	2.95	19.9±0.38	3.28	18.2±0.24
CH ₃ CCH	<4.00	15	1.47	22.9±1.13	13.0	21.9±0.26	10.0	37.7±0.41
SO	3.01	15.3±2.10	6.23	13.2±1.83	3.58	12.8±0.61	7.62	6.31±0.45
H ₂ CO	1.77	19.4±5.81	4.51	18.1±1.09	3.93	19.7±4.30	8.55	23.4±3.70
CS	6.25	25.0±0.31	1.75	32.7±6.59	2.76	12.2±0.44	4.49	10.7±0.14
C ₃ H ₂	<1.29	15	4.54	33	0.43	7.17±1.31	0.93	6.34±0.82
H ₂ S	3.71	15	0.56	15	1.64	15	2.02	15
SO ₂	6.85	15	1.85	15	2.78	11.0±1.05	2.34	18.7±1.09
NS e	0.44	15	1.70	15	0.94	15	1.10	15
f	0.58	15	0.45	15	1.05	15	1.03	15
NO +	118	15	0.49	15	89.9	13.4±1.14	128	9.68±0.38
-	112	15	<193	15	80.0	13.2±2.93	174	7.60±0.46
C ₂ S	<1.37	15	<1.37	15	0.60	10.4±11.7	3.71	7.50±0.73
OCS	<16.3	15	108	6.94±2.74	14.3	30.7±1.54	19.2	27.8±0.77
H ₂ CS	<1.27	15	55.6	8.71±3.09	2.74	17.8±1.46	4.46	8.42±0.44
NH ₂ CN	0.22	15	0.66	29.7±28.5	0.13	15	0.09	20.0±3.56
CH ₃ CN	0.78	6.13±0.06	2.41	7.08±1.57	0.64	15.1±0.29	0.68	12.1±0.21
CH ₂ NH	<2.89	15	<0.27	15	0.83	14.7±0.93	0.91	15.5±0.76
CH ₃ OH	10.7	33.2±17.1	0.21	11.9±0.38	49.0	15.3±1.79	44.0	15.1±2.79
C ₂ H	13.9	9.25±0.1906	<3.03	15	5.50	10.3±0.40	8.98	8.70±0.15
C ¹⁸ O	216	14.9±2.43	17.9	16.2±4.0	212	12.9±1.88	212	15.8±1.53
			14.7	12.4±3.7				
			9.23	9.08±0.6				
			241	12.2±1.4				
			191	20.5±5.1				

Tabla 10.5: (Continuación).

Molécula	M+0.83 - 0.18 $N (10^{14} \text{cm}^{-2})$	$T_{\text{rot}} \text{ (K)}$	$N (10^{14} \text{cm}^{-2})$	M-0.02 - 0.07 $T_{\text{rot}} \text{ (K)}$	$N (10^{14} \text{cm}^{-2})$	S+0.18 - 0.04 $T_{\text{rot}} \text{ (K)}$
HNCO	8.13	11.1±0.15	17.9	10.0±0.05	0.56	11.2±2.26
SiO	0.36	10.7±0.35	1.39	13.3±0.23	0.11	11.9±1.52
HC ₃ N	1.10	17.0±0.89	6.66	20.4±0.18	34.9	6.04±7.34
CH ₃ CCH	5.51	21.2±0.99	17.9	15±	<7.42	15
SO	2.96	11.8±0.99	8.86	11.0±0.25	1.05	10.7±3.82
H ₂ CO	2.79	23.4±5.35	9.55	10.7±1.39	0.57	11
CS	2.53	10.1±0.20	8.84	14.1±0.29	1.43	20.8±6.52
C ₃ H ₂	0.50	4.38±1.77	0.75	7.47±0.94	1.13	15.0±2.46
H ₂ S	1.49	15	5.19	15	1.30	12.5±0.31
SO ₂	0.98	20.7±5.07	6.17	67.3±27.0	1.38	8.39±0.34
NS e	0.44		1.63	15	0.10	15
f	0.33		1.63	15	0.98	15
NO +	117	8.19±0.45	154	13.2±0.57	0.97	15
-	79.6	8.02±0.77	174	11.5±0.77	1.73	15
C ₂ S	0.76	8.79±3.88	0.38	24.6±9.23	0.17	15
OCS	11.5	27.0±1.78	22.4	41.3±1.00	43.8	3.51±0.20
H ₂ CS	1.15	20.6±2.89	5.50	14.0±0.55	247	11.4±23.1
NH ₂ CN	0.03	15	1.42	6.291.62	14.0	12
CH ₃ CN	0.32	11.0±0.62	1.05	14.9±0.30	<0.78	15
CH ₂ NH	0.62	12.3±1.38	1.26	13.6±0.70	<0.15	15
CH ₃ OH	23.9	14.3±2.68	119	14.2±1.25	0.04	13.0±0.96
C ₂ H	3.39	6.60±0.30	13.2	10.0±0.25	<1.39	15
C ¹⁸ O	172	9.13±0.45	427	13.9±0.91	9.15	30.7±19.9
					12.4	22.5±10.9
					3.73	8.25±0.45
					88.7	13.4±3.78
					78.7	12.7±3.84

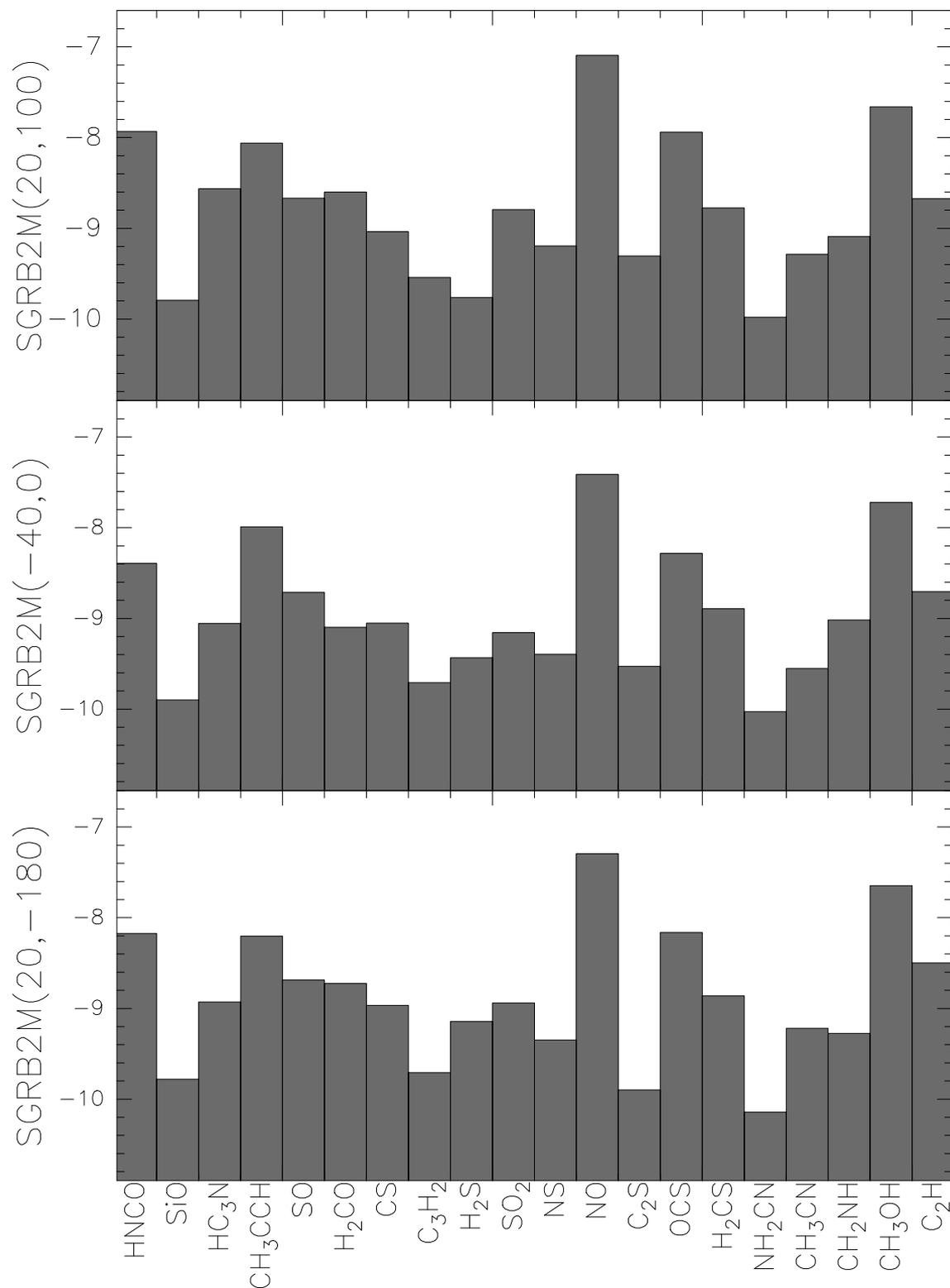


Figura 10.5: Abundancias logarítmicas relativas a H₂ medidas para cada una de las fuentes prototipo seleccionadas. Los triángulos negros representan límites superiores a las abundancias.

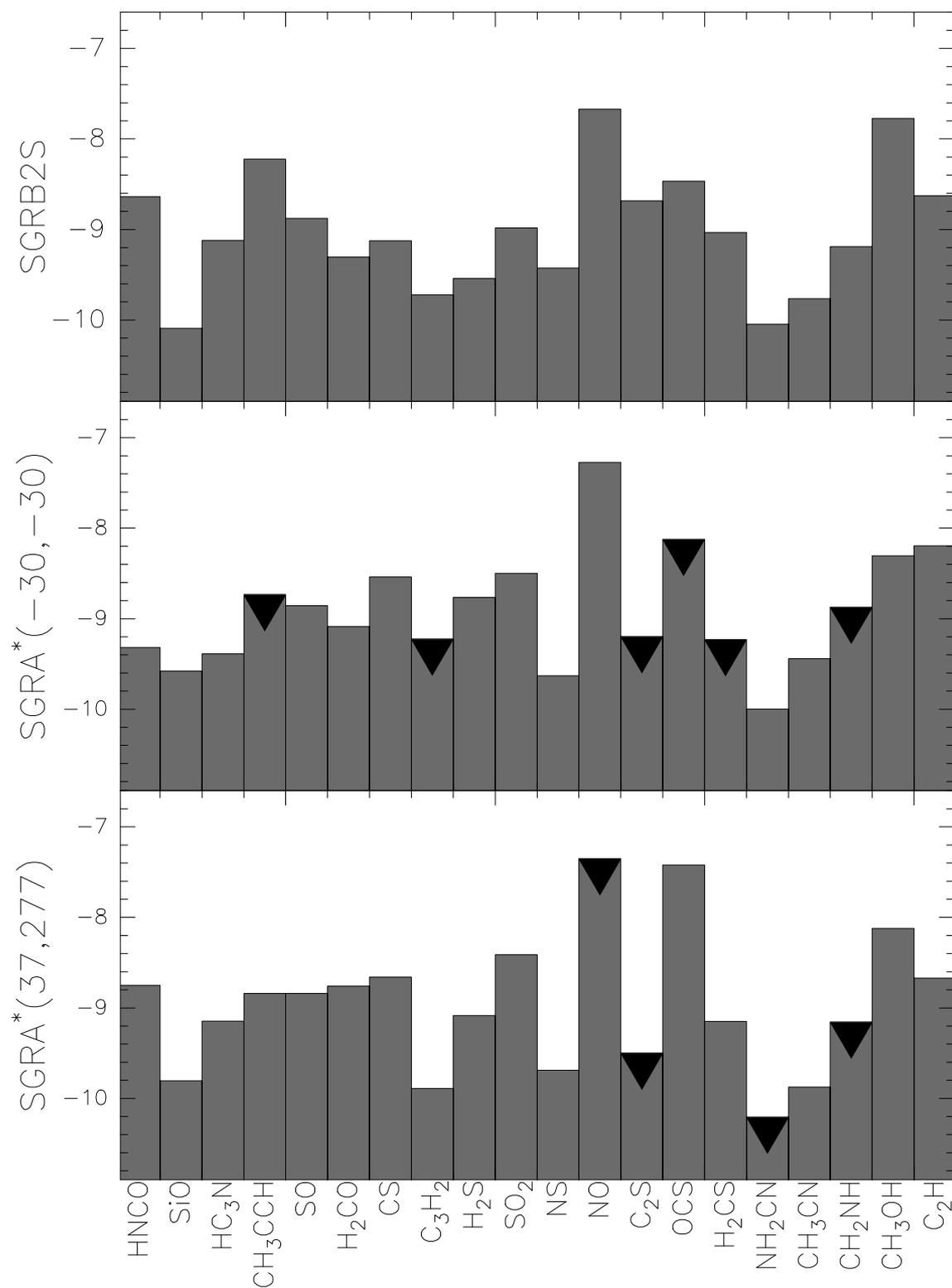


Figura 10.5: (Continuación).

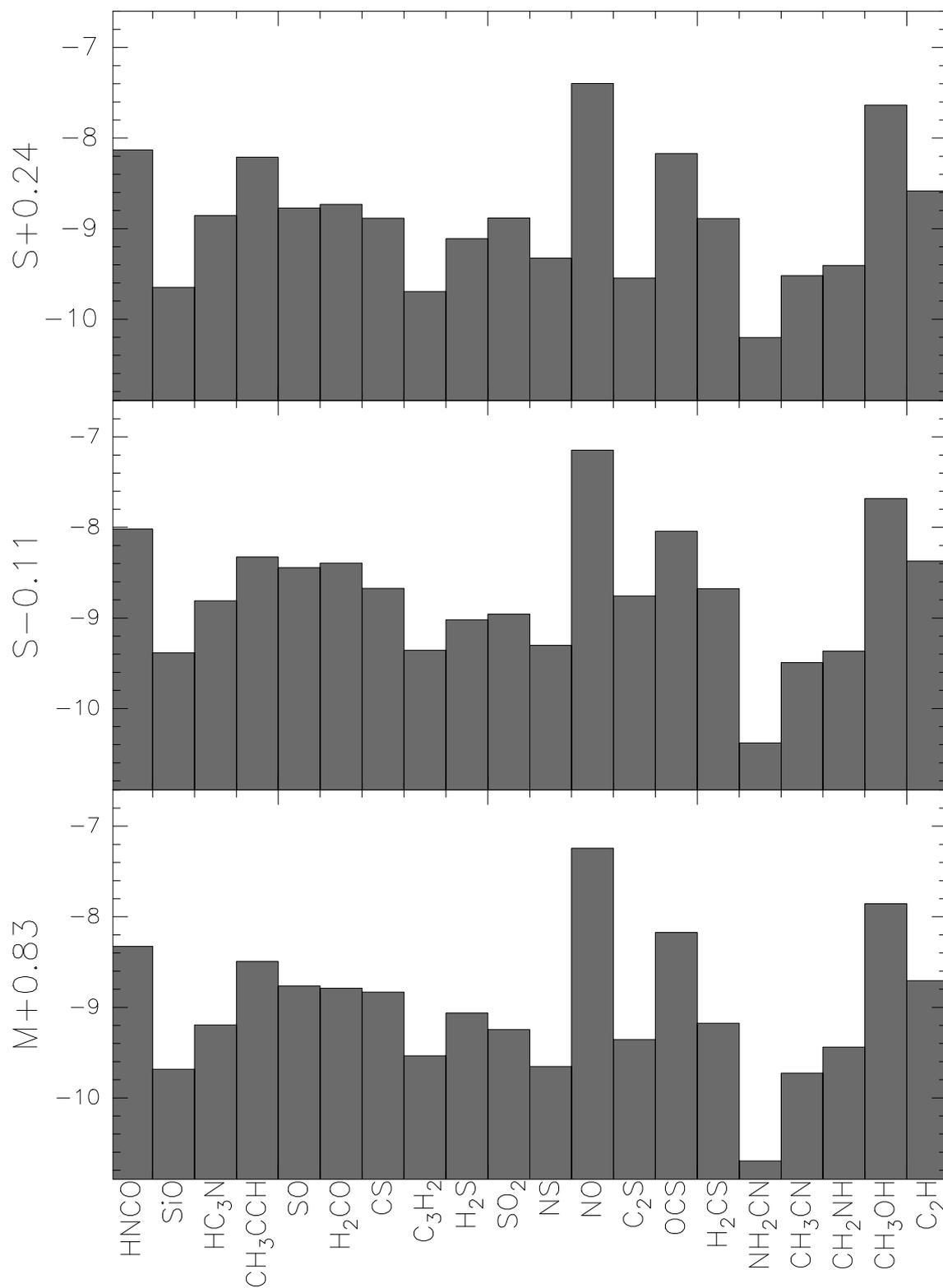


Figura 10.5: (Continuación).

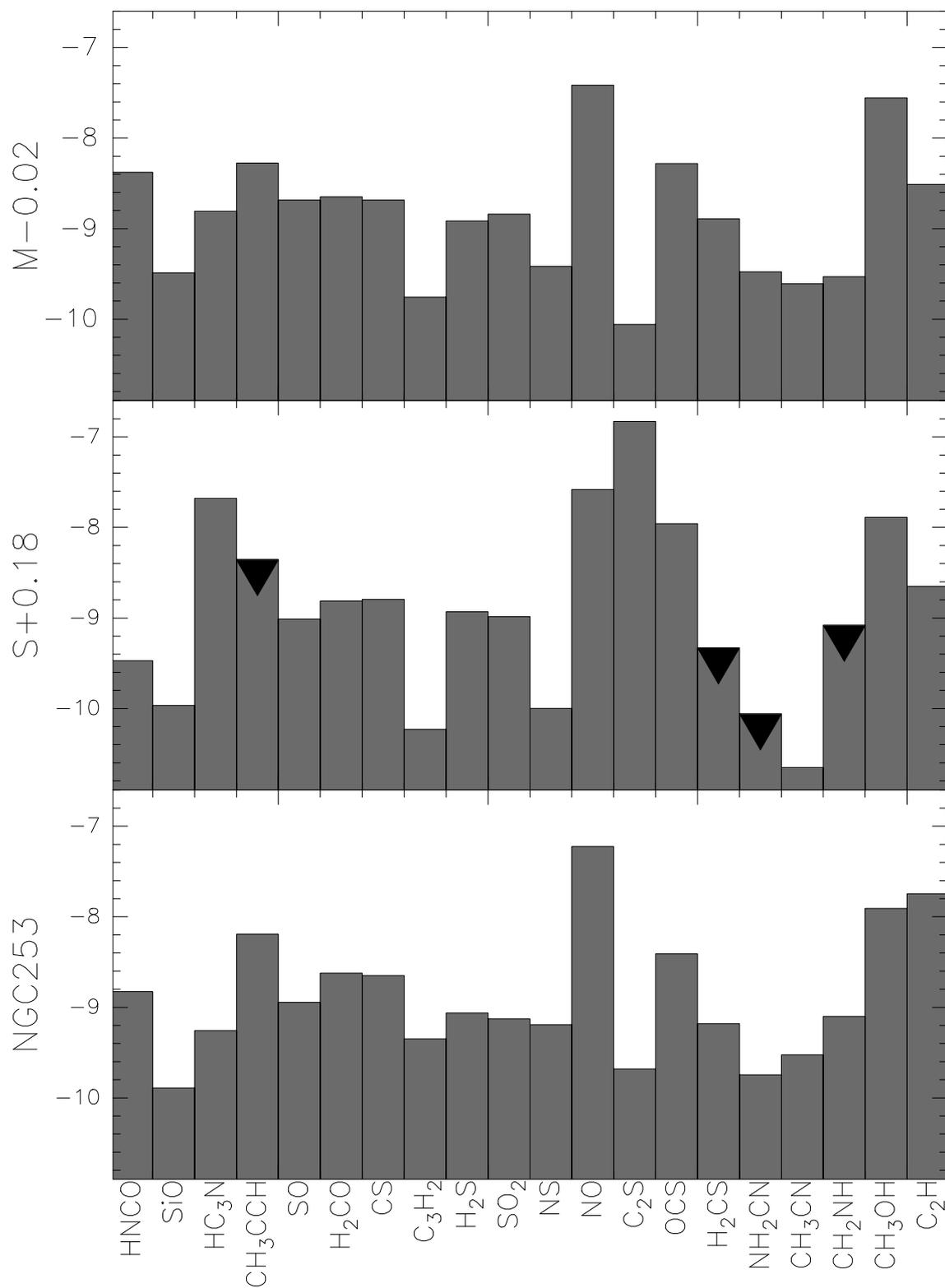


Figura 10.5: (Continuación).

10.5. El Centro Galáctico como laboratorio local extragaláctico

A una distancia de ~ 8.5 kpc (Reid, 1993), la región central de la Vía Láctea constituye el único núcleo galáctico en el que tenemos la posibilidad de resolver individualmente los complejos de nubes moleculares y estudiar sus características físico-químicas. Es por ello que el medio interestelar en esta región se convierte en el *laboratorio local de galaxias con brotes de formación estelar* idóneo, de igual forma que al relativamente quiescente Sgr A* se le ha denominado laboratorio de AGN (Mezger et al., 1996). Las condiciones físicas presentes en los núcleos de galaxias con brotes de formación estelar no son los mismos que los que encontramos en el núcleo de la Vía Láctea y, por lo tanto, nada hace suponer que los complejos de nubes moleculares deban ser semejantes a los que encontramos en nuestra Galaxia. Diferentes condiciones de presión, temperatura y unos mucho más acusados efectos de turbulencia pueden dar lugar a complejos de nubes, y por consiguiente de química del medio interestelar, completamente diferentes. A pesar de este hecho, como primera aproximación, estudiaremos en detalle los diferentes tipos de química que observamos en las nubes moleculares del Centro Galáctico y analizaremos las posibilidades de extrapolación de estas observaciones en objetos cercanos a uno de los núcleos de galaxias con brotes de formación más cercano como es el de NGC 253.

En la Figura 10.6 se muestran de forma gráfica las abundancias derivadas para todas las fuentes analizadas (Tablas 10.4 y 10.5). En esta Figura, las abundancias han sido normalizadas respecto de un promedio de las abundancias derivadas en las tres posiciones observadas alrededor de Sgr B2(M) que asumimos como perfil de abundancias promedio de la envoltura molecular de Sgr B2 como ejemplo de complejo molecular del Centro Galáctico.

En primer lugar, destaca la poca variación que presentan las abundancias de prácticamente todas las especies moleculares analizadas. De hecho, las abundancias derivadas para la mayor parte de las posiciones observadas difieren en menos de un orden de magnitud del resto de las fuentes.

A diferencia del resto, se observan tres fuentes que se separan significativamente de esta norma, a saber las dos posiciones alrededor de Sgr A* y S+0.18 – 0.04. Es notable como tanto la posición ($-30''$, $-30''$) en Sgr A* como S+0.18 – 0.04 presentan un perfil de abundancias semejantes que difieren en mayor o menor medida de lo observado en el resto de las fuentes. Ambas fuentes muestran una abundancia de HNCO alrededor de un orden de magnitud menor que la media observada, y en menor medida, una relativamente baja abundancia de CH₃OH. De igual forma, estas dos fuentes son las únicas posiciones en las que no se detectan especies como CH₃CCH, H₂CS y CH₂NH. Por el contrario, en especies como HC₃N, C₂S y CH₃CN, se observan fuertes discrepancias de uno a tres órdenes de magnitud entre las abundancias estimadas en ambas fuentes. Tanto Sgr A* ($-30''$, $-30''$) como S+0.18 – 0.04 están asociados con los cúmulos estelares Central (Krabbe et al., 1995) y del Quintuplete (Figer et al., 1999), respectivamente (Figura 10.3), y por lo tanto se ven

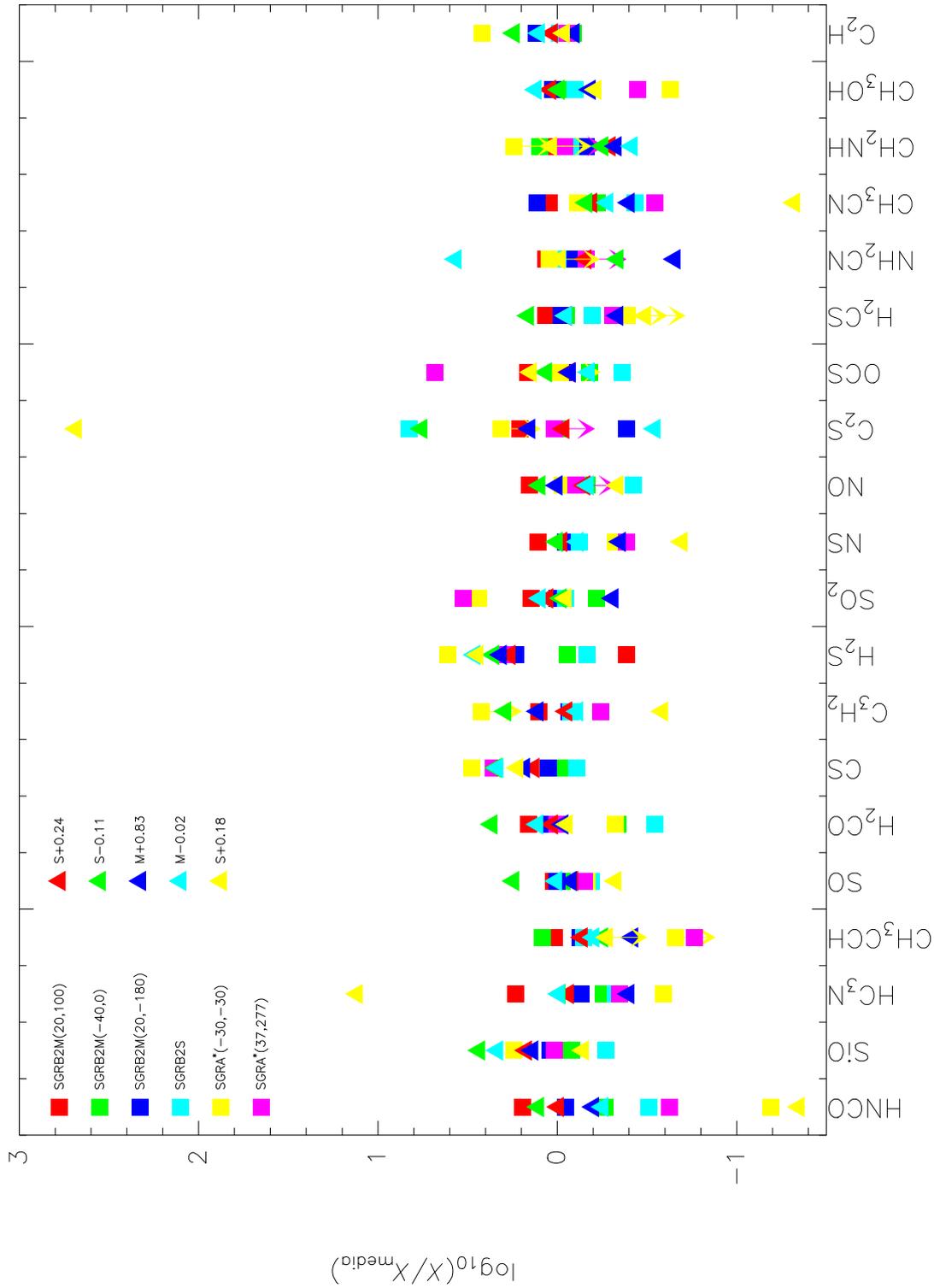


Figura 10.6: Comparación en escala logarítmica de las abundancias derivadas en cada una de las fuentes observadas normalizadas a la abundancia promedio de las tres posiciones observadas en la envoltura Sgr B2(M), a saber, las posiciones (20', 100'), (-40', 0') y (20', -180'). Las flechas indican límites superiores a las abundancias de las especies no detectadas.

afectados por la radiación disociante procedente de los mismos. Constituyen de esta forma los dos ejemplos de PDRs de la muestra de posiciones seleccionadas dentro de Centro Galáctico.

Por otro lado encontramos el caso de la posición ($37''$, $277''$) alrededor de Sgr A*. Esta fuente presenta un patrón de abundancias suficientemente peculiar como para ser considerado diferente del resto de fuentes. En ciertas especies como CH₃CCH y CH₃OH se observa una baja abundancia semejante a lo que se mide en las regiones de fotodisociación y, en general, el perfil de abundancias sigue el observado en estas posiciones. Sin embargo, especies como OCS, y en menor medida SO₂, presentan abundancias superiores a la media.

Si bien cada una de las posiciones observadas en la región central de la Vía Láctea pueden utilizarse como fuente de comparación para núcleos de galaxias, la

Tabla 10.6: Promedio de las abundancias de las fuentes observadas prototipo de nubes moleculares de la región del Centro Galáctico y del material molecular afectado por PDRs.

Molécula	Centro Galáctico		PDR	
	\bar{X}	σ_X	\bar{X}	σ_X
HNCO	6	3	0.4	0.1
SiO	0.2	0.1	0.2	0.1
HC ₃ N	1.3	0.6	11	10
CH ₃ CCH	6	2	< 3	...
SO	2.1	0.6	1.2	0.2
H ₂ CO	2	1	1.2	0.4
CS	1.3	0.5	2.2	0.6
C ₃ H ₂	0.2	0.1	< 0.3	...
H ₂ S	0.7	0.3	1.4	0.3
SO ₂	1.1	0.3	2	1
NS	0.4	0.1	0.2	0.1
NO	50	18	40	13
C ₂ S	0.7	0.7
OCS	7	2
H ₂ CS	1.3	0.4	< 0.5	...
NH ₂ CN	0.1	0.1
CH ₃ CN	0.3	0.1	0.2	0.2
CH ₂ NH	0.6	0.2	< 1.1	...
CH ₃ OH	21	4	9	4
C ₂ H	2.7	0.7	4	2

En unidades de 10^{-9} .

semejanza en el patrón de abundancias observadas, a pesar de las mayores o menores diferencias en las condiciones físico-químicas de cada nube, nos permite crear dos grupos bien diferenciados de fuentes de comparación. Por un lado, consideramos todas las fuentes presentes en este estudio salvo las posiciones alrededor de Sgr A* y S+0.18 – 0.04. Este grupo de fuentes representa el prototipo de nubes moleculares características de la región central de la Galaxia. El otro grupo está constituido por las dos fuentes afectadas por la radiación fotodisociante de los cúmulos estelares en el Centro Galáctico, esto es Sgr A* (–30", –30") y S+0.18 – 0.04, como se explicó previamente.

Teniendo en cuenta esta clasificación, la Tabla 10.6 presenta las abundancias promedio, junto con la desviación estándar de este promedio, de los dos grupos de fuentes. Como se observaba en la Figura 10.6 las abundancias de todas las especies moleculares en las nubes moleculares del Centro Galáctico son semejantes dentro de un orden de magnitud salvo en el caso de C₂S y NH₂CN donde la dispersión es significativamente mayor. Esto está de acuerdo con los resultados de Requena-Torres et al. (2006) en su estudio de la química de las abundancias de las grandes moléculas orgánicas en la región del Centro Galáctico. En el caso de las PDRs en las que solo disponemos de límites superiores para ambas fuentes, se ha tomado un promedio de los límites, lo cual es una simplificación razonable dado que en todos los casos los valores de estos límites son semejantes. Por otro lado, las especies C₃H₂, C₂S y NH₂CN, para las que disponemos de una detección en una de las fuentes y un límite en la otra, no es posible estimar un valor promedio estadísticamente representativo de las regiones de fotodisociación.

La Figura 10.7 representa gráficamente los valores promedio de las abundancias, presentado en la Tabla 10.6, junto con las barras verticales que representan la dispersión entre las abundancias (3σ) estimadas en las diferentes posiciones observadas del Centro Galáctico.

10.5.1. NGC 253 vs. M 82

Además de las abundancias medidas en el Centro Galáctico, en la Figura 10.7 se representan las abundancias correspondientes medidas en las galaxias NGC 253 y M 82 por ser los ejemplos más característicos de brotes de formación estelar nuclear cercanos.

A partir de la comparación con NGC 253, y como ya indicaban los resultados del Capítulo 7, se observa como la emisión molecular de NGC 253 se ajusta razonablemente a la emisión de las nubes moleculares características del Centro Galáctico dentro de los márgenes debidos a la dispersión de las abundancias observadas. Este hecho apoya nuevamente la idea de que los procesos físico-químicos que dominan la emisión de la región nuclear en este núcleo galáctico son los mismos que los mecanismos de calentamiento del material molecular que encontramos en los complejos de nubes moleculares del Centro de la Galaxia. Observamos que en el caso de la emisión de HNC en NGC 253 aparece significativamente por debajo de la abun-

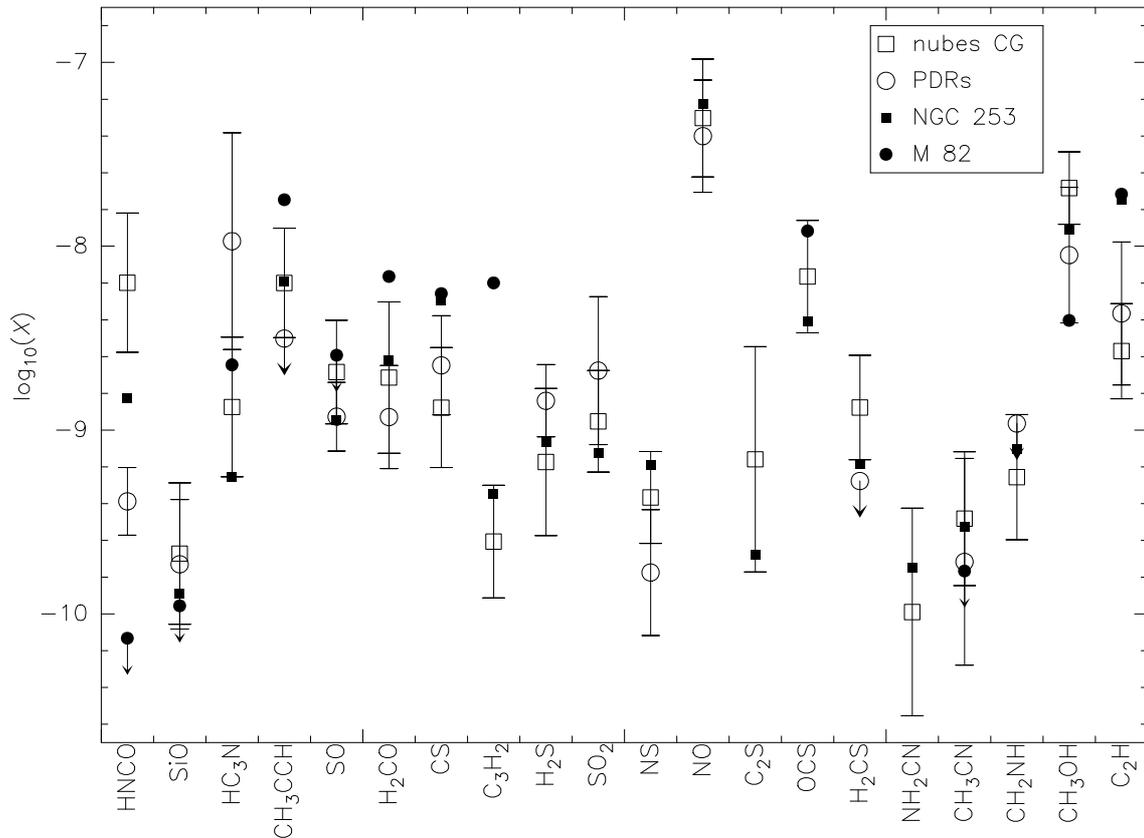


Figura 10.7: Abundancias promedio determinadas para los dos grupos de química que distinguimos en el Centro Galáctico, esto es, los complejos de nubes moleculares característicos de la región central de la Galaxia (cuadrados vacíos) y las nubes afectadas por la intensa radiación fotodisociante precedente de los cúmulos estelares (círculos vacíos). Las barras verticales representan la dispersión (3σ) de las abundancias medidas. Estas medidas se comparan con las obtenidas en el estudio de la región nuclear de la galaxia con brotes de formación estelar NGC 253 (círculos rellenos).

dancia promedio de las nubes del Centro Galáctico. Especies como HC_3N , H_2CS y CH_3OH aparecen ligeramente por debajo de los límites determinados por las nubes del Centro Galáctico. Hay que tener en cuenta, que las abundancias estimadas en este estudio en las nubes del CG dependen de manera radical de la estimación de la densidad de columna de hidrógeno molecular a través del factor de conversión $\text{C}^{18}\text{O}/\text{H}_2$. La incertidumbre en este factor provoca una indeterminación de las abundancias de hasta un orden de magnitud. Sin embargo, a la vista del acuerdo observado con el patrón de abundancias de NGC 253, el factor de conversión $\text{C}^{18}\text{O}/\text{H}_2$ medio considerado en este trabajo para las fuentes del Centro Galáctico parece razonable.

La comparación de las abundancias observadas en M 82 se ha completado con

los resultados del Capítulo 9 para la molécula de metanol. Además, y debido al enorme potencial discriminador de la molécula de HNCO, tal y como se deriva de las observaciones del Centro Galáctico (ver Sección 10.6 a continuación), hemos añadido las observaciones adicionales de esta molécula en M82 que se muestran en la Figura 10.8. Observamos que HNCO no se detecta en M82. Los niveles de ruido alcanzados y los límites derivados a su abundancia se muestran en la Tabla 10.7. El límite representado en la Figura 10.7 es el derivado de la transición $J = 5-4$ a 3 mm por ser la más sensible y por lo tanto la más significativa. Sin duda, el límite a la abundancia de la molécula de HNCO evidencia un claro efecto de la fotodisociación en la región nuclear de M82, siendo un factor ~ 20 menor que lo observado en NGC 253 y prácticamente dos órdenes de magnitud por debajo de las abundancia observadas en la mayor parte de las posiciones en la región del Centro Galáctico. Hay que tener en cuenta que tanto las observaciones de HNCO como las de CH₃OH se han tomado en la posición del lóbulo NE de M82 (ver Capítulo 9) donde se observa uno de los máximos de emisión molecular. Los límites a las abundancias de moléculas como CH₃CN y SiO no son suficientes para evidenciar un claro efecto de la química de fotodisociación. Observamos una alta abundancia de CH₃CCH comparado con las abundancias observadas en el Centro Galáctico y especialmente la abundancia de C₃H₂, un orden de magnitud por encima de lo que observamos en el resto de fuentes, incluyendo NGC 253.

Las abundancias de CS y C₂H se observan con una abundancia semejante tanto en NGC 253 como en M82, y ambas por encima de lo que observamos en todas las posiciones observadas en la región del Centro Galáctico. Esta diferencia es explicable en términos de un efecto significativo de opacidad en la región del CG puesto que las abundancias de CS y C₂H han sido calculadas a partir del sus isótopos principales.

Tabla 10.7: Límites a la detección de HNCO en M82.

Transición ($J' \rightarrow J$)	Frecuencia (GHz)	T_{int}^a (min)	rms ^b (mK)	$\int T_{\text{MB}} dv^c$ (K km s ⁻¹)	$N(\text{HNCO})^d$ (cm ⁻²)	$X(\text{HNCO})^e$ $\times 10^{-11}$
5-4	109.9	324	1.3	< 0.12	< 6.3×10^{12}	< 7.4
6-5	131.9	234	2.0	< 0.19	< 7.6×10^{12}	< 9.0
10-9	219.8	108	3.9	< 0.37	< 3.5×10^{13}	< 41

^a Tiempo de integración dedicado en la observación.

^b Nivel de ruido para una anchura de canales de 10 km s⁻¹.

^c Límite 3σ a la intensidad integrada para una resolución de 100 km s⁻¹.

^d Densidad de columna asumiendo un tamaño de fuente $\theta = 12''$ y una temperatura rotacional media de 15 K (ver Capítulo 9).

^e Abundancia fraccional considerando $N(\text{H}_2) = 8.5 \times 10^{22}$ cm⁻² (ver Tabla 9.2 en el Capítulo 9).

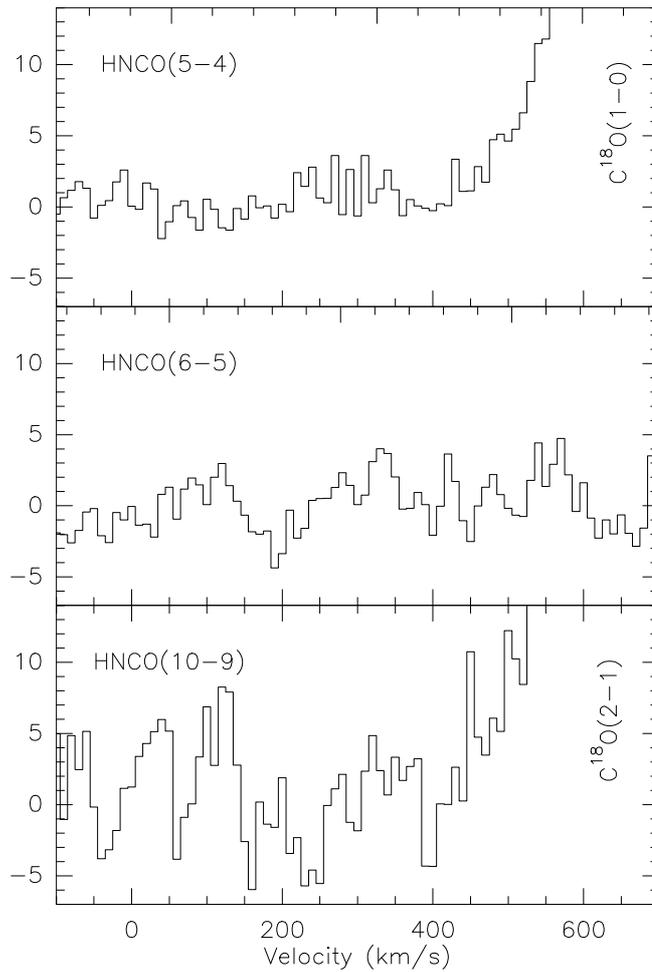


Figura 10.8: Observaciones de HNC en lóbulo NE de M 82 (ver Capítulo 9). La resolución en velocidades es de 10 km s^{-1} y la escala en mK (T_{MB}). La emisión en esta posición se espera en una velocidad $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$.

10.6. Trazadores químicos

Tal y como se mencionó en la Sección 1.3, los principales mecanismos que se creen dominantes del calentamiento del material molecular nuclear en galaxias con brotes de formación estelar son la fotodisociación y el paso de frentes de choque (García-Burillo et al., 2000). En la Sección anterior hemos visto como ambos mecanismos de calentamiento están reflejados en la química de las nubes del centro de nuestra Galaxia. De esta forma, agrupando por un lado las nubes moleculares características del Centro Galáctico, cuyo calentamiento parece estar dominado por las colisiones entre nubes moleculares y/o frentes de choque por diferentes procesos expansivos, tal y como se deduce por la emisión de SiO a gran escala a lo largo de pocos cientos de parsecs centrales de la Galaxia (Martín-Pintado et al., 1997, y referencias en su interior), y por otro lado los ejemplos de regiones de fotodisociación dentro de la muestra de fuentes estudiada, afectadas por la radiación UV procedente de los grandes cúmulos estelares del centro de la Galaxia, podemos concluir cuales son los mejores discriminadores de cada tipo de química resultado de uno u otro mecanismo de calentamiento.

Gran parte de las especies moleculares analizadas muestran una emisión semejante en los dos tipos de ambientes químicos que se tienen en cuenta en este Capítulo. Su emisión no muestra variaciones considerables en ninguna de las posiciones observadas en la región del Centro Galáctico.

10.6.1. HNCO: el gran discriminador

Examinando los resultados presentados en las Figuras 10.6 y 10.7 observamos como la molécula de HNCO se presenta como el mejor discriminador químico de todos cuantos se han estudiado. En media, la abundancia de esta especie molecular decrece en más de un orden de magnitud en regiones afectadas significativamente por la fotodisociación. Otro hecho que hace de esta molécula un discriminador químico sobresaliente es la intensidad de sus líneas. Esto es, la emisión de HNCO es suficientemente intensa como para que se detecte con facilidad en los diferentes ambientes químicos.

Las observaciones de esta molécula en las galaxias NGC 253 y M 82 muestran como esta diferencia es también evidente en el medio interestelar extragaláctico de las regiones centrales de estas fuentes, cuyos brotes de formación nucleares presentan estados evolutivos radicalmente diferentes. Este hecho es ventajoso con el fin de caracterizar la química extragaláctica, donde tratamos con una emisión más débil, diluida y afectada por importantes efectos de confusión, y en particular en el contexto de galaxias con un alto corrimiento hacia el rojo.

10.6.2. NO: la más abundante

Con una abundancia de $\sim 5 \times 10^{-8}$ en toda la región central de la Galaxia, la molécula de NO se presenta como la especie más abundante en el medio interestelar después de CO y H₂. De esta forma, la mayor parte del nitrógeno existente en fase gaseosa en el medio interestelar de la Galaxia se encuentra en forma de NO. Tal y como muestran las observaciones de la galaxia NGC 253 (Capítulo 5), esta especie es también la más abundante después de CO en el medio interestelar extragaláctico.

10.6.3. Otras especies reseñables

La no detección en PDRs de moléculas tales como CH₃CCH y H₂CS las convierten en posibles especies altamente contrastadas. Únicamente los límites a sus abundancias derivados en PDRs las sitúan un factor 3 por debajo de las abundancias en el resto de las fuentes. En principio se requiere un mejor límite para la abundancia de CH₃CCH puesto que Cernicharo et al. (2001) detectan una emisión significativa alrededor de la nebulosa proto-planetaria CRL 618. Por otro lado, H₂CS es demasiado débil fuera de la Galaxia con los instrumentos disponibles en la actualidad como observamos en las transiciones detectadas en NGC 253 (ver Capítulo 2).

El CH₃OH, considerado habitualmente como un trazador del paso de frentes de choque y química en la superficie de los granos, tan solo muestra un decrecimiento de la abundancia media ligeramente superior a un factor dos en presencia de PDRs. Un decrecimiento semejante se observa en las abundancias de NS, especie que cuya abundancia relativa crece considerablemente tras el paso de frentes de choque (Viti et al., 2001).

Las moléculas C₂H y CS han sido utilizadas por Meier & Turner (2005) como trazadores de química de fotodisociación en la galaxia IC 342. Si bien es cierto que, en media, estas moléculas se observan incrementadas en los ejemplos de PDR en este trabajo, el incremento es inferior a un factor 2 con lo que no los convierten en buenos discriminadores de PDRs. De cualquier forma, junto con H₂S, y en menor medida SO₂, las moléculas C₂H y CS son las únicas especies en este estudio cuyas abundancias observadas son ligeramente superiores en PDRs que en el resto de fuentes.

10.7. Resumen y Conclusiones

En este Capítulo se presentan las observaciones de los barridos espectrales en la banda atmosférica de 2 mm llevados a cabo en 13 nubes moleculares características de la región del Centro Galáctico. Se ha cubierto un rango de frecuencias de 42 GHz entre 128.5 y 175.5 GHz semejante al barrido espectral llevado a cabo en NGC 253. Cada una de las posiciones observadas ha sido seleccionada para constituir un conjunto de fuentes representativas de la complejidad química de los cientos de parsecs centrales de nuestra Galaxia.

De entre todas las especies moleculares presentes en el banda observada, se han escogido 20 de las moléculas más intensas que se observan en la región nuclear de NGC 253. Las abundancias de cada una de estas especies se ha calculado teniendo en cuenta condiciones de equilibrio termodinámico local y emisión óptimamente delgada. La densidad de columna de H₂ para cada fuente ha sido estimada a partir de la emisión de C¹⁸O, con un factor de conversión C¹⁸O/H₂ = 10⁻⁷ obtenido como promedio del valor estándar 5 × 10⁻⁷ y el estimado en Sgr B2 de 6 × 10⁻⁸.

La comparación de los patrones de abundancias derivados muestra claramente una diferenciación química de las fuentes en dos grupos. La mayor parte de las fuentes observadas presentan unos perfiles de abundancias muy semejantes, en los que las abundancias medidas para la práctica totalidad de las especies varían entorno a un factor 3 respecto del valor promedio calculado para estas fuentes. Este grupo parece constituir el prototipo de emisión de las nubes moleculares del Centro Galáctico. Por otro lado, encontramos dos fuentes cuyas abundancias, semejantes entre ellas en su gran mayoría, difieren considerablemente de las observadas en el resto de las nubes. Estas dos fuentes son precisamente aquellas situadas en la proximidad de dos de los mayores cúmulos estelares del Centro Galáctico, y por lo tanto su química se ve afectada por la radiación fotodisociante procedente de los mismos. Este segundo

grupo se constituye como el prototipo de regiones de fotodisociación en la región central de nuestra Galaxia.

Nuestros resultados ofrecen la posibilidad de agrupar los prototipos de complejidad química de los diferentes procesos químicos que observamos en el Centro Galáctico. Estos prototipos nos permiten determinar las especies más apropiadas para trazar los diferentes tipos química. De esta forma, observamos como la molécula que presenta un mayor contraste es la de HNCO, cuya abundancia decrece más de un orden de magnitud en las PDRs del centro Galáctico. La no detección de CH_3CCH y H_2CS en PDRs las convierten en trazadores potenciales, pero se requieren medidas con mayor sensibilidad para estimar cual es el contraste real de estas especies asociado a los diferentes tipos de química. Moléculas como CH_3OH y NS, solo decrecen en un factor ~ 2 en presencia de radiación fotodisociante. Por otro lado, determinadas moléculas como CS, C_2H , SO_2 y H_2S son las únicas que parecen mostrar un incremento en regiones de fotodisociación. Con una abundancia de $\sim 5 \times 10^{-8}$, la molécula de NO se observa como la más abundante después de CO y H_2 en el medio interestelar.

La comparación de estos prototipos de complejidad química establecidos en el Centro Galáctico con el patrón de abundancias medidas en la región nuclear de NGC 253, como ejemplo de núcleo galáctico con brotes de formación estelar cercano, concuerda dentro de los márgenes de error con el patrón promedio derivado de las nubes moleculares del Centro Galáctico. Tan solo HNCO y C_2H se separan significativamente de este promedio. Esta comparación, semejante a la expuesta en los capítulos anteriores refuerza la idea de que la química dominante en la región nuclear de NGC 253 esta dominada por el mismo tipo de química y, por lo tanto, los mismos mecanismos de calentamiento.

La galaxia M 82, como prototipo de brote de formación estelar nuclear evolucionado, muestra claras trazas del efecto de la fotodisociación en su región nuclear tal y como se observa en el límite a la abundancia de HNCO medido, un orden de magnitud menor que lo observado en NGC 253 y casi dos ordenes por debajo de lo observado en la región del Centro Galáctico.

La determinación de discriminadores moleculares apropiados nos permite establecer los mecanismos de calentamiento (brotes de formación estelar, choques, PDRs, rayos X, AGN) dominantes en las regiones centrales de poblaciones de galaxias tales como las galaxias submilimétricas, cuya observación presenta serias dificultades en el rango de longitudes de onda visibles e incluso en el IR medio.

Capítulo 11

Sumario, Conclusiones y Perspectivas

11.1. Sumario

En este trabajo se presentan los resultados derivados del primer barrido espectral molecular de una fuente extragaláctica, a saber, la región nuclear de la galaxia con brotes de formación estelar NGC 253, en el rango milimétrico. Las motivaciones de este barrido espectral son tanto científicas como técnicas. En primer lugar, este trabajo constituye la primera exploración espectral completa de una banda atmosférica en el rango de ondas milimétricas, en el cual se concentran un gran número de las transiciones del espectro rotacional de la mayoría de las especies moleculares detectadas en la Galaxia. Por otro lado, las observaciones también representan una exploración del potencial tanto de los dos receptores SIS a 2 mm, con un ancho de banda de 1 GHz, como de los espectrómetros compuestos por bancos de filtros espectrómetros de 256×4 MHz, recién instalados en el telescopio de 30 m de IRAM. Esta mejora supuso un incremento de un factor cuatro en el ancho de banda instantáneo cubierto (2×1 GHz), lo cual resultó decisivo para la viabilidad de este proyecto.

El primer resultado sorprendente derivado del espectro de NGC 253 fue, sin lugar a dudas, la riqueza de la emisión molecular en esta región. El barrido espectral de esta galaxia es cualitativamente semejante a los que encontramos en fuentes de nuestra Galaxia tales como las regiones de formación estelar de Orión o Sagitario B2. Cuantitativamente, sin embargo, hay diferencias significativas. En primer lugar, el gran tamaño del haz del telescopio en comparación con la extensión de la región de emisión provoca que observemos la emisión significativamente diluida dentro del haz. Además, hay que considerar que estamos observando el promedio de la emisión total de la región nuclear de la galaxia. Esto último provoca que observemos líneas con anchuras por encima de 100 km s^{-1} , formadas por la superposición de la emisión a diferentes velocidades generada en cada uno de los complejos moleculares abarcados por el haz. Todos estos efectos suponen una limitación en la detección de las especies

moleculares más débiles, en comparación con las observaciones Galácticas, tanto por el brillo observado como por los efectos de confusión debidos al solapamiento entre líneas.

A pesar de estas dificultades en el espectro de NGC 253 se detecta la emisión de 25 especies moleculares, ocho de las cuales se detectan por primera vez fuera de nuestra Galaxia. Este trabajo se convierte, por lo tanto, en el estudio más completo y sin sesgo de la composición química de una fuente extragaláctica.

Una de las detecciones más significativas es la de la molécula de monóxido de nitrógeno (NO), piedra angular de la química del nitrógeno, que es, después del hidrógeno molecular y el monóxido de carbono, la molécula más abundante del medio interestelar en el núcleo de galaxias. De hecho, su abundancia puede ser en verdad mayor de lo que estimamos si tenemos en cuenta posibles efectos de opacidad.

La confirmación y el estudio detallado de algunas de estas nuevas especies moleculares con una gran relevancia en la química del medio interestelar, a saber, NO y NS, cuyas abundancias se asemanan a las derivadas en los núcleos calientes de la Galaxia, nos proporcionan indicios sobre los procesos físico-químicos que tienen lugar en la región nuclear de NGC 253.

De igual forma, las nuevas especies moleculares detectadas en la región nuclear de NGC 253, añadidas al censo molecular extragaláctico, nos proporcionan la posibilidad de estudiar por primera vez una química específica, la química del azufre, en una fuente extragaláctica. De hecho, en NGC 253 observamos todas las principales moléculas con S que se detectan en la Galaxia y que comúnmente se incluyen en los estudios teóricos de la química del azufre. Las abundancias de las moléculas sulfúreas se ven drásticamente afectadas por los procesos físicos asociados a los fenómenos de formación y evolución estelar que afectan al material molecular. Esta es la razón por la que resulta tan interesante el entendimiento de la química del azufre en el ISM Galáctico y la importancia de la posibilidad de extender estos estudios fuera de la Vía Láctea.

La posibilidad de obtener una descripción detallada de la composición molecular en NGC 253 nos permite comparar la complejidad química de esta galaxia con las observaciones moleculares, más o menos completas, de otras fuentes extragalácticas tales como M 82, NGC 4945, IC 342, Maffei 2 y NGC 6946 que encontramos en la literatura. Esta comparación explora las posibilidades de utilizar la diferenciación química entre galaxias como herramienta para describir el medio interestelar en las regiones nucleares de las mismas. La descripción química de los núcleos de galaxias nos permite establecer semejanzas y diferencias entre los patrones de las abundancias moleculares fruto de los diferentes estados de evolución en que se encuentran y, por consiguiente, de los diferentes procesos físicos a los que se ve sometido el material molecular en estas regiones.

El siguiente paso consistía en la utilización de fuentes Galácticas características, para las cuales existen numerosos estudios publicados acerca su composición química, como fuentes de comparación frente a la química que observamos en NGC 253. La cercanía de estas fuentes hace posible el estudio detallado de su química particular,

a diferencia del estudio de núcleos extragalácticos en el que encontramos múltiples complejos moleculares con diferentes propiedades físico-químicas dentro del haz del telescopio. De esta forma, se seleccionaron prototipos de diferentes tipos de química tales como núcleos calientes (Sgr B2(N)), complejos de nubes moleculares del Centro Galáctico (Sgr B2(OH)), regiones de fotodisociación (Barra de Orión) y nubes oscuras (L134N y TMC-1). La existencia de numerosas observaciones de moléculas específicas en cada una de estas fuentes nos proporciona una descripción muy completa sobre la composición química de las mismas, comparable a la obtenida en NGC 253. La comparación entre la composición química de regiones nucleares extragalácticas y la de fuentes Galácticas, con propiedades físico-químicas determinadas, nos da una idea de los mecanismos de calentamiento dominantes del medio interestelar de estas regiones.

La presentación de la primera detección de la emisión de metanol en M 82 refleja el potencial de la observación de moléculas complejas fuera de la Galaxia. Todas las observaciones moleculares de la región nuclear de esta galaxia apuntan a que el material molecular está dominado por una química fuertemente afectada por la radiación fotodisociante procedente de las estrellas recién formadas en los brotes de formación. Por el contrario, la significativamente alta abundancia de metanol nos proporciona indicios acerca de la presencia de un escenario molecular completamente diferente, y protegido de la radiación fotodisociante dominante, semejante al que encontramos en las regiones con brotes de formación estelar observado en otras galaxias. Así pues, el núcleo de la galaxia M 82, comúnmente considerado como prototipo de química PDR fuera de la Vía Láctea, también presenta una cantidad significativa de gas molecular en una fase aislada de este escenario general. Esto viene a reflejar la idea, por otro lado evidente, según la cual las regiones centrales de las galaxias están constituidas por un conjunto de fases de gas molecular con diferentes propiedades físico-químicas. En este sentido, el estudio de moléculas trazadoras seleccionadas nos permite estudiar las propiedades individuales de cada una de estas fases.

Por último, se presentan los resultados preliminares de un completo estudio realizado en 13 posiciones en la región central de nuestra Galaxia. Este estudio consiste en un barrido espectral de la ventana atmosférica de 2 mm en cada una de estas fuentes, semejante al realizado en NGC 253. Los principales objetivos de este trabajo son los siguientes: En primer lugar, constituye una colección significativa de los diferentes tipos de química que encontramos en la región central de la Galaxia que pueden ser utilizados como prototipos para una comparación directa con fuentes extragalácticas. Esto viene a cubrir la carencia de barridos espectrales en la literatura fuera de regiones de formación estelar masiva, la barra de Orión (PDR) y nubes oscuras prototípicas. En segundo lugar, estos barridos espectrales nos permiten estudiar cuáles son las especies moleculares que ofrecen un mayor contraste frente a los procesos físicos que afectan al contenido molecular en los diferentes entornos que encontramos en el medio interestelar.

Dentro de la región central de la Vía Láctea encontramos dos tipos bien diferenciados de química. Por un lado tenemos los complejos de nubes moleculares densas

y calientes característicos del Centro Galáctico cuya química parece estar altamente influenciada por los movimientos orbitales dentro del potencial gravitatorio barrado nuclear, causante, a su vez, de los importantes efectos de turbulencia en la región. Por otro lado encontramos las regiones fuertemente afectadas por la radiación disociante procedente de los grandes cúmulos estelares concentrados en la zona molecular central. Este estudio se convierte así en la descripción más completa realizada de la química del material molecular del Centro Galáctico y supone un paso más en el estudio comparativo entre la química observada en nuestra Galaxia y la de las regiones nucleares de galaxias externas. Se añaden de esta forma las nubes del Centro Galáctico como un nuevo prototipo de química de comparación que es sin duda muy semejante a la química que observamos en núcleos de galaxias con brotes de formación estelar como NGC 253.

Sin duda alguna, la molécula de HNCO destaca por ser la especie que presenta un mayor contraste entre ambos tipos de química. Se convierte de esta forma en una de las especies trazadora más prometedoras en el contexto de la química extragaláctica. La intensidad de la emisión de HNCO nos proporciona información acerca de la mayor o menor influencia de la fotodisociación en los núcleos de galaxias. Asimismo, mediante observaciones de alta resolución podemos trazar las regiones densas dentro de estos núcleos protegidas de la radiación disociante que constituyen la materia prima para la formación estelar futura en los núcleos galácticos.

11.2. Conclusiones

A continuación se presenta un listado resumen de los principales resultados y conclusiones obtenidos como resultado del trabajo de investigación presentado en esta Tesis.

- ⊛ Se ha completado un barrido espectral de la práctica totalidad de la banda atmosférica observable a 2 mm, entre 129.1 y 175.2 GHz con una sensibilidad entre 2 y 10 mK, de la región nuclear de la galaxia con brotes de formación estelar NGC 253.
- ⊛ En los 46 GHz cubiertos hemos detectado la emisión de 111 transiciones pertenecientes a 25 especies moleculares y 3 líneas de recombinación de hidrógeno.
- ⊛ Ocho de estas especies moleculares, a saber, SO₂, NO, NS, C₂S, CH₂NH, NH₂CN, HOCO⁺ y C₃H, y dos sustituciones isotópicas, ³⁴SO y HC¹⁸O⁺, se detectan por primera vez en el medio interestelar extragaláctico. El censo molecular extragaláctico se sitúa, gracias a este estudio, en 37 moléculas y 13 sustituciones isotópicas detectadas.
- ⊛ Asumiendo que la emisión observada es ópticamente delgada y que se cumplen las condiciones de equilibrio termodinámico local, se han estimado las densidades de columna promediadas en la fuente, las temperaturas rotacionales y

las abundancias fraccionales respecto del hidrógeno molecular de cada una de las especies moleculares identificadas.

- ⊙ La molécula de NO, con una abundancia semejante a la encontrada en las regiones de formación estelar masiva de la Galaxia se confirma como la especie molecular más abundante después del monóxido de carbono y, evidentemente, del hidrógeno molecular.
- ⊙ La alta abundancia observada de NS supone el primer indicio de la presencia de frentes de choque a gran escala en la región nuclear de NGC 253.
- ⊙ El estudio detallado de la emisión de la molécula de CS indica la presencia de una componente densa y templada ($n(\text{CS}) \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$ y $T_{\text{rot}} \sim 10 \text{ K}$) y otra componente más tenue y fría ($n(\text{CS}) \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ y $T_{\text{rot}} \sim 5 \text{ K}$). Este resultado es semejante para las dos componentes de velocidad de CS observadas en 180 y 280 km s^{-1} .
- ⊙ Se determinan las razones isotópicas $^{32}\text{S}/^{34}\text{S}=8 \pm 2$ y $^{34}\text{S}/^{33}\text{S} > 9$. El enriquecimiento del medio en ^{34}S y la aparente carencia de ^{33}S respecto de los valores del disco de nuestra Galaxia indican que el material molecular del medio nuclear en NGC 253 es un medio altamente procesado por los fenómenos de formación estelar masiva y explosiones de supernovas en su región central. Este enriquecimiento en ^{34}S se observa igualmente en la también galaxia con brotes de formación estelar, NGC 4945.
- ⊙ Las nuevas detecciones de especies extragalácticas permiten por primera vez el estudio de la química del azufre fuera de la Vía Láctea. De esta forma, se presenta un estudio detallado de un conjunto completo de las moléculas sulfúreas más abundantes en el medio interestelar. Las razones de abundancias SO_2/SO , $\text{H}_2\text{S}/\text{SO}$ y OCS/SO resultan apropiados como parámetros discriminadores de los diferentes tipos de calentamiento del material molecular. Por comparación con prototipos Galácticos, la química del azufre en NGC 253 se asemeja a la observada en el complejo de nubes moleculares de Sgr B2 en el Centro Galáctico.
- ⊙ La elevada abundancia de OCS, no reproducible por los modelos de química del azufre más simples, apoya la idea de que esta molécula es inyectada en la fase gaseosa procedente de los mantos de granos. Este hecho reitera en la importancia de los choques a gran escala, responsables de la ruptura de los mantos de granos, en toda la región nuclear de NGC 253. El mejor acuerdo entre los modelos de química y las observaciones se alcanza si suponemos que la región nuclear de NGC 253 esta constituida por un medio de densidad moderada ($n(\text{H}_2) < 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y baja temperatura ($T_{\text{kin}} \leq 50 \text{ K}$).

- ⊛ La emisión de las líneas H α identificadas se ajusta a la relación $S_L \propto \nu_L^2$ derivada con observaciones de transiciones H α de menor frecuencia en el rango milimétrico y centimétrico.
- ⊛ No se observa emisión de moléculas orgánicas más complejas que el metanol. En particular, la búsqueda dirigida a la detección de etanol, la más abundante después de metanol tal y como observamos en la Galaxia, resultó infructuosa. El límite superior a la abundancia de etanol de $< 1.4 \cdot 10^{-9}$ sitúa a la razón metanol/etanol en un factor dos por debajo de lo que observamos en el Centro Galáctico.
- ⊛ La especies deuteradas DNC y N $_2$ D $^+$ se detectan de forma tentativa por primera vez más allá de las Nubes de Magallanes. La razón D/H $< 10^{-3}$ que se estima está aún dos órdenes por encima de la razón D/H primordial.
- ⊛ Se presenta una comparación completa de la química de NGC 253 frente a la de otras fuentes extragalácticas determinadas a través de las observaciones disponibles en la literatura. Se han compilado todas las observaciones moleculares realizadas en las galaxias M 82, NGC 4945, IC 342, Maffei 2 y NGC 6946 por ser el grupo de fuentes extragalácticas más estudiadas en lo que a aspectos de química molecular se refiere. Además de las especies observadas en el barrido espectral de NGC 253, esta comparación incluye las especies NH $_3$, N $_2$ H $^+$ y CN.
- ⊛ La diferenciación química entre las composiciones moleculares de NGC 253 y M 82 se hace patente en esta comparación, reflejo de los diferentes estados evolutivos de los brotes de formación estelar en sus regiones nucleares. Es destacable la baja abundancia en M 82 de especies altamente fotodisociables como CH $_3$ OH, SiO, y HNC respecto de lo observado en NGC 253, junto con la elevada abundancia de C $_3$ H $_2$.
- ⊛ La composición química de las galaxias NGC 4945 e IC 342 se asemeja a la observada en NGC 253 y no así a la de M 82. Destacan discrepancias sobre esta semejanza, tales como la baja abundancia relativa de SiO en NGC 4945 y las también bajas abundancias de C $_2$ H y N $_2$ H $^+$ en IC 342.
- ⊛ Se presenta una comparación completa con todas las especies moleculares detectadas en el barrido espectral de NGC 253 y fuentes seleccionadas en la Galaxia, prototipos de diferentes tipos de química, para las cuales se disponen de estudios completos de su complejidad química. Como resultado de esta comparación se sugiere una clara similitud entre la química de Sgr B2(OH), prototipo de nube molecular del Centro Galáctico, y la química de NGC 253. Esta semejanza en la química de ambas fuentes sugiere mecanismos de calentamiento del material molecular comunes, apuntando a la presencia de choques de baja velocidad a gran escala en la región nuclear de NGC 253.

- ⊙ Resultado adicional de esta comparación es la semejanza entre la química observada en el núcleo de M 82 y en la región de la Barra de Orión, prototipo de región de fotodisociación, proceso que se supone dominante en la química del gas molecular nuclear de M 82.
- ⊙ Se ha presentado la primera detección de metanol en M 82 con una abundancia mayor de lo que cabe esperar si el calentamiento del material molecular en su región nuclear estuviese exclusivamente dominado por una química de fotodisociación. La emisión de CH₃OH muestra evidencias de la presencia de dos fases gaseosas, una componente moderadamente densa y fría ($T_{\text{rot}} \sim 5$ K y $n_{\text{H}_2} \sim 10^4$ cm⁻³) y otra más densa y caliente ($T_{\text{rot}} \sim 20$ K y $n_{\text{H}_2} \sim 10^6$ cm⁻³).
- ⊙ La detección de metanol en M 82 con las abundancias observadas muestra como la región nuclear de una galaxia como M 82, prototipo de química de PDRs extragaláctica, contiene en su interior una fase de gas molecular denso y protegido de la radiación disociante semejante a la que encontramos en otras galaxias con brotes de formación estelar tales como NGC 253 y Maffei 2.
- ⊙ La comparación de la abundancia observada de metanol con la molécula de amoniaco, también fácilmente fotodisociable, sugiere un estructura núcleo-halo para las nubes de M 82. Este escenario supone la existencia de un medio altamente fragmentado en numerosas nubes de pequeño tamaño iluminadas por la radiación UV dominante, formándose grandes regiones de fotodisociación en su superficie y en cuyo interior encontramos unos núcleos densos y calientes protegidos de esta radiación.
- ⊙ Se han realizado barridos espectrales de la banda atmosférica de 2 mm en trece posiciones seleccionadas de la región central de la Vía Láctea. Estos barridos, semejantes al realizado hacia NGC 253, nos ofrecen un estudio detallado de los diferentes tipos de química que encontramos en el Centro Galáctico, sirviendo como prototipos de comparación para el estudio del material molecular extragaláctico.
- ⊙ Se han derivado los parámetros físicos de densidad de columna y temperatura de rotación para las 20 especies moleculares más prominentes observadas en el barrido de NGC 253. La densidad de columna de H₂ para cada posición se ha derivado a partir de observaciones adicionales de transiciones en la banda de 3 y 1 mm de C¹⁸O y teniendo en cuenta un factor de conversión C¹⁸O/H₂ = 10⁻⁷.
- ⊙ Observamos que la mayor parte de las fuentes presentan patrones de abundancias muy semejantes dentro de una variación para cada una de las especies menor de un factor 3 respecto de un valor promedio. Estas fuentes constituyen el prototipo de química característica de los complejos de nubes moleculares del Centro Galáctico. Por otro lado, distinguimos un par de fuentes cuyas

abundancias difieren considerablemente de lo observado en el resto de las posiciones y que coinciden con las fuentes afectadas significativamente por la radiación disociante procedente de los cúmulos estelares situados en la región central de la Galaxia.

- ⊛ La comparación del patrón de abundancias moleculares en NGC 253 con estos prototipos confirma el resultado de la comparación previa con diferentes fuentes prototipo de la Galaxia según el cual la química observada en NGC 253 es similar a la que encontramos en las nubes moleculares del Centro Galáctico.
- ⊛ La molécula de HNCO destaca por ser la especie que presenta un mayor contraste entre los diferentes ambientes químicos que encontramos en la región del Centro Galáctico, presentando un descenso de la abundancia de más de un orden de magnitud en las fuentes afectadas por efectos de fotodisociación respecto de lo que observamos en el resto de las fuentes. La intensidad de las líneas de HNCO la convierten en uno de los trazadores más prometedores dentro del contexto de la diferenciación química de fuentes extragalácticas.

11.3. Perspectivas

Los resultados presentados en este trabajo no hacen sino demostrar el potencial de los estudios de la composición molecular de fuentes extragalácticas obtenida por medio de barridos espectrales de bandas atmosféricas completas. Sin embargo, este no es más que un primer paso fundamental para el conocimiento de la diferenciación química extragaláctica.

Debido a las limitaciones de los instrumentos de los que disponemos actualmente, este tipo de estudios se ve limitado a las fuentes más brillantes fuera de la Vía Láctea. Aun así, existen un gran número de galaxias brillantes para las cuales se puede realizar un estudio completo de su composición molecular con la instrumentación actual. Por ejemplo, la realización de un barrido espectral con una sensibilidad semejante a la alcanzada en NGC 253 hacia cualquiera de las galaxias de comparación utilizadas en el Capítulo 7 resultaría en una detección de la mayor parte de las especies moleculares detectadas en NGC 253, para las cuales únicamente se tiene un límite a su detección. Hay que tener en cuenta que la mayor parte de las especies moleculares detectadas fuera de la Galaxia ni siquiera se han observado en algunas de estas fuentes.

Uno de los factores más determinantes en el futuro inmediato de la astronomía molecular extragaláctica, dentro del contexto de la exploración a través de barridos espectrales, es la inminente disponibilidad de receptores de nueva generación con una cobertura instantánea en frecuencias mucho mayor que los actuales. En la Tabla 11.1 se presenta un breve resumen de las principales características en cuanto a capacidad colectora, cobertura en frecuencias y ancho de banda instantánea observable de los telescopios disponibles en la actualidad. Hay que tener en cuenta que esta nueva

generación de receptores no solo facilita la realización de grandes exploraciones en frecuencias, sino que producirán “*barridos espectrales involuntarios*” alrededor de las frecuencias observadas.

El siguiente paso viene sin duda de la mano de las observaciones interferométricas. Gracias a la enorme capacidad colectora de estos instrumentos junto con sus capacidades de mapeo seremos capaces de resolver la emisión dentro de los núcleos galácticos en todas las especies moleculares observables. Fuera de la mera observación de la emisión de CO, encontramos estudios interferométricos de la emisión nuclear en galaxias observada en diferentes moléculas (García-Burillo et al., 2000, 2001, 2002; Meier & Turner, 2005; Usero et al., 2006) o en distintas transiciones de una misma molécula (Ott et al., 2005). La realización de barridos espectrales interferométricos nos permitirá la observación de un gran número de transiciones de diferentes moléculas, lo cual supone la posibilidad de mapear las condiciones físicas de densidad y temperatura de la emisión de cada una de estas especies.

Los instrumentos disponibles en la actualidad (Tabla 11.1) nos ofrecen la posibilidad de realizar observaciones extraordinariamente sensibles de la composición molecular en las galaxias más cercanas y de interés con los que establecer las bases del conocimiento de la química extragaláctica.

En un futuro cada vez más cercano, la puesta en marcha del proyecto Atacama Large Millimeter Array (ALMA), situado en un lugar privilegiado y con una capacidad colectora muy superior a la de cualquier interferómetro actual, permitirá extender este tipo de estudios a un número de fuentes mucho mayor, pudiendo explorar la complejidad química desde el grupo local hasta galaxias con altos desplazamientos al rojo. Dentro del contexto de la química de galaxias cercanas, la resolución espacial que poseerá este instrumento nos permitirá estudiar la química de nubes individuales y regiones de formación estelar en las fuentes extragalácticas más próximas.

El estudio de la química del medio interestelar extragaláctico está aun en sus primeras etapas y es aun difícil augurar todas las posibilidades que nos deparará la detección de nuevas especies y la química comparada a partir del estudio de un mayor y más significativo número de galaxias.

Tabla 11.1: Resumen de los telescopios disponibles y potencialmente más interesantes en los estudios moleculares extragalácticos

Instrumento	Antenas N × Ø (m)	Frecuencias (GHz)	Ancho de banda Max. (GHz)
IRAM 30 m	1 × 30	80 – 115.5	2 × 0.5
		130 – 183	2 × 1
		197 – 272	2 × 1
JCMT	1 × 15	211 – 279	0.9
		312 – 370	1.8
		425 – 510	1.8
		626 – 710	0.9
		230 – 1200	1
APEX	1 × 12	230 – 1200	1
ATCA	6 × 22	1.25 – 26	2 × 0.128
		83.5 – 105.0	8
IRAM PdBI	6 × 15	82 – 116	0.5
		205 – 245	0.5
CARMA	6 × 10.4 (OVRO)	115	4 (en 2007, solo OVRO)
	+9 × 6.1 (BIMA)	230	4 (en 2007)
		345	4 (en 2007, solo OVRO)
SMA	6 × 8	186 – 242	2
		271.5 – 349.5	2
		600 – 696	2

Apéndice A

Diagramas de rotación

Una de las técnicas más frecuentemente utilizada para estimar las propiedades físicas de las nubes a partir de la emisión molecular es el diagrama de poblaciones, también denominados diagramas rotacionales o de Boltzmann. Este método consiste básicamente en la representación de la densidad de columna normalizada por el peso estadístico para diferentes niveles de energía en función de sus energías. En condiciones de equilibrio termodinámico (ET), la representación logarítmica de estas variables describirán una recta cuya pendiente será proporcional a $1/T$. Esta temperatura, que denominaremos temperatura rotacional (T_{rot}) será igual a la temperatura cinética (T_{kin}) sólo en el caso en que la densidad de H_2 sea suficientemente alta para que todos los niveles estén termalizados.

Si suponemos que la emisión molecular que observamos es ópticamente delgada, la densidad de columna del nivel superior de una transición dada puede obtenerse como

$$N_u = \frac{8\pi k\nu^2}{hc^3 A_{ul}} \left(1 - \frac{J_\nu(T_{\text{BG}})}{J_\nu(T_{\text{ex}})}\right)^{-1} \int T_{\text{B}} dv \quad (\text{A.1})$$

donde A_{ul} es el coeficiente de Einstein para una transición que conecte los niveles u y l , que podemos escribirse como $A_{ul} = (64\pi^4\nu^3/3hc^3)S\mu_{ul}^2/g_u$, y $J_\nu(T)$ la función fuente, en la forma $J_\nu(T) = (h\nu/k)[\exp(h\nu/kT) - 1]^{-1}$, siendo T_{BG} la temperatura de la radiación de fondo cósmico, T_{ex} la temperatura de excitación de la transición y g_u la degeneración del nivel superior.

En la aproximación de Rayleigh-Jeans (i.e. $h\nu \ll kT$) y asumiendo $T_{\text{ex}} \gg T_{\text{BG}}$, la ecuación. A.1 se puede reducir a

$$N_u = \frac{8\pi k\nu^2}{hc^3 A_{ul}} W \quad (\text{A.2})$$

donde la temperatura de brillo integrada de la línea observada, $\int T_{\text{B}} dv$, se denota como W . Si suponemos equilibrio termodinámico local (ETL), la distribución de poblaciones de todos los niveles se pueden representar por una única temperatura, la temperatura de rotación, siguiendo una distribución de Boltzmann

$$\frac{N_u}{g_u} = \frac{N}{Z} e^{-E_u/kT_{\text{rot}}} \quad (\text{A.3})$$

donde N es la densidad de columna total de la especie molecular, E_u es la energía del nivel superior de la transición, y Z la función de partición

$$Z = \sum_{\forall i} g_i e^{-E_i/kT_{\text{rot}}} \quad (\text{A.4})$$

Introduciendo la ecuación. A.2 en ecuación. A.3 obtenemos

$$N = \frac{8\pi k\nu^2 Z}{hc^3 A_{ul} g_u} W e^{E_u/kT_{\text{rot}}} \quad (\text{A.5})$$

o la representación logarítmica de la anterior expresión

$$\log \frac{8\pi k\nu^2}{hc^3 A_{ul} g_u} W = \log \frac{N}{Z} - \frac{\log e E_u}{k T_{\text{rot}}} \quad (\text{A.6})$$

que constituye la ecuación básica para el análisis de los diagramas de poblaciones (ver Blake et al., 1987; Turner, 1991; Goldsmith & Langer, 1999, para una descripción detallada de este método). Representando la densidad de columna normalizada por el peso estadístico N_u/g_u de cada transición en escala logarítmica frente a la energía del nivel superior de las mismas, la distribución de las poblaciones puede ajustarse por una línea recta. La pendiente de esta recta será proporcional a la inversa de la temperatura rotacional ($\propto 1/T_{\text{rot}}$) y el corte con el eje de ordenadas nos proporcionará la densidad de columna total dividida por la función de partición (N/Z).

A.1. Líneas solapadas

En los casos en que una línea molecular este formada por un número de transiciones solapadas que involucran niveles con diferentes energías, no es posible aplicar directamente el análisis mediante diagramas rotacionales para determinar las propiedades físicas de la emisión molecular. A continuación se describe el método que se ha seguido con el fin de aplicar a estas líneas formadas por múltiples transiciones el método de diagramas rotacionales.

A partir de los parámetros espectroscópicos de cada una de las transiciones solapadas que forman la línea múltiple podemos estimar la contribución de cada transición a la intensidad integrada total. Para ello, se debe asumir ETL y emisión ópticamente delgada que, de hecho, son las hipótesis básicas del análisis de diagramas rotacionales. Así, utilizando la ecuación. A.5, podemos expresar la intensidad integrada relativa entre dos transiciones en función de sus coeficientes de Einstein A'_{ul} y A''_{ul} , energías de sus niveles superiores E'_u y E''_u , y degeneraciones de estos niveles superiores g'_u y g''_u en la forma

$$\frac{W'}{W''} = \frac{\nu'^2 A'_{ul} g'_u}{\nu''^2 A''_{ul} g''_u} e^{(E''_u - E'_u)/k T_{\text{rot}}^0} \quad (\text{A.7})$$

lo cual nos permite calcular la intensidad relativa de cada una de las transiciones para una temperatura rotacional dada T_{rot}^0 . De esta forma, se diferencia la temperatura T_{rot}^0 que se asume para estimar la contribución de cada transición a la línea solapada, y la temperatura T_{rot} derivada del diagrama rotacional.

Si se considera el caso de una molécula con estructura hiperfina donde todas las transiciones que forman la línea comparten una misma energía del nivel superior, se puede hacer la aproximación $E'_u \approx E''_u$ y $\nu' \approx \nu''$. De esta forma, la contribución de cada transición a la línea total no dependerá de la temperatura asumida T_{rot}^0 y únicamente dependerá de los parámetros espectroscópicos de cada transición en la forma

$$\left(\frac{W'}{W''}\right)_{\text{HF}} = \frac{A'_{ul}g'_u}{A''_{ul}g''_u} \quad (\text{A.8})$$

Cuando la contribución de cada una de estas transiciones se calcula y se representa en los diagramas rotacionales, todas las transiciones se situarán en el mismo punto del diagrama (ver los diagramas de NO y NS en la Figura 3.1).

En el caso general donde $E'_u \neq E''_u$, las contribuciones calculadas de cada transición para una temperatura T_{rot}^0 , se situarán en una línea recta en el diagrama rotacional con una pendiente $\log_{10}e/kT_{\text{rot}}^0$.

La aproximación ETL asume que todas las poblaciones de los niveles deben situarse en una línea recta en el diagrama rotacional. De esta forma podemos modificar la temperatura T_{rot}^0 que se asume para calcular la contribución de cada una de las líneas solapadas para obtener el mejor ajuste de todos los datos observacionales incluidos en el diagrama rotacional mediante una línea recta. En este punto en que se alcanza el mejor ajuste, normalmente se obtendrá la situación en que $T_{\text{rot}}^0 \approx T_{\text{rot}}$.

A lo largo de este trabajo se aplica este método a diferentes moléculas, normalmente rotores simétricos como CH_3CN y CH_3CCH y cuasisimétricos como CH_3OH . Así, tenemos el diagrama rotacional de CH_3CN donde se incluyen solo dos líneas con transiciones solapadas, el diagrama de CH_3CCH donde las tres líneas solapadas incluidas se alinean perfectamente a una línea recta, y en el diagrama de CH_3OH donde se representan una mezcla de líneas con transiciones solapadas y líneas únicas (Figura 3.1).

Hay que tener un cuidado especial cuando se tratan rotores simétricos tales como CH_3CN y CH_3CCH , en cuyo caso la temperatura rotacional no es suficiente para describir la población relativa de los niveles, dado que se necesitan tanto T_{kin} como T_{rot} para evaluar al función de partición como se describe en Turner (1991). De esta forma T_{rot} caracteriza la población de los niveles J dentro de cada escalera K , mientras que T_{kin} describe la población entre escaleras K . Las observaciones de este trabajo, principalmente en galaxias externas y en muchos casos en las observaciones del Centro Galáctico (en parte debido a la resolución de 4 MHz utilizada), no permiten resolver las transiciones de las diferentes escaleras K . En este caso se asume que ambas temperaturas son semejantes ($T_{\text{kin}} = T_{\text{rot}}$) de forma que la población de todos los niveles se describirán por una única temperatura rotacional. Dado que T_{kin} es normalmente mucho mayor que T_{rot} , esta hipótesis puede resultar en una

sobre estimación de la densidad de columna derivada de los diagramas rotacionales dado que la contribución a la intensidad integrada total de la línea observada de los niveles con $K \geq 1$ puede ser subestimada. Por otra parte, la evaluación de la función de partición será igualmente subestimada. Así, el efecto total sobre la determinación de la densidad de columna no será mayor que un factor 2 – 3 mientras que la temperatura rotacional derivada solo se verá afectada de forma marginal.

Apéndice B

Desarrollo de herramientas de análisis

Uno de los elementos comunes en el análisis de estudios exploratorios tales como los barridos espectrales de grandes bandas de frecuencias radica en lo tedioso y rutinario de la mayor parte del trabajo de reducción de datos. En el caso de los barridos de frecuencias tales como los presentados en este trabajo, la gran cantidad de datos hace que tareas como la identificación de transiciones moleculares y el cálculo de los parámetros físicos derivados se haga particularmente rutinario, y por tanto sujeto a confusión, si no se dispone de herramientas que automaticen en cierta medida esta labor.

Con este fin, se describen en este apéndice una serie de programas informáticos desarrollados conforme a las necesidades aparecidas durante el análisis de los datos presentados en este trabajo, que pretenden automatizar y facilitar algunas de estas tareas.

B.1. Identificación molecular

En esta sección se describen las características principales del programa **LOVAS**. Este programa es una herramienta de ayuda para la identificación de líneas espectrales, extrayendo y presentando gráficamente la información de las transiciones recogidas en los diferentes catálogos de líneas espectrales. El programa toma su nombre del primer catálogo de líneas implementado.

La sintaxis de uso de esta utilidad es la siguiente:

lovas [intervalo de frecuencias] [catálogo] [molécula] [criterio]
--

A continuación se explican los valores posibles que puede tomar cada uno de los parámetros.

[intervalo de frecuencias]

Este parámetro indica el rango de frecuencias en el que el programa buscará transiciones conocidas en los catálogos. Los valores posibles de este parámetro son los siguientes:

- (1) Selecciona el rango de frecuencias total de la banda señal del espectro con el que se esté trabajando.
- (2) Selecciona el rango de frecuencias total de la banda imagen del espectro con el que se esté trabajando. Las transiciones aparecerán representadas en rojo.
- (3) No pone ninguna limitación en frecuencias, seleccionando todas las transiciones recogidas en el catálogo de la molécula seleccionada o de cualquier molécula si no se aplica ningún filtro.
- (4) Selecciona el rango de frecuencias seleccionado de la banda señal del espectro con el que se esté trabajando.
- (N) Cualquier otro número será considerado límite inferior a la frecuencia y el programa solicitará otra entrada como límite superior elegido.

[catálogo]

Selecciona el catálogo utilizado para la búsqueda. Todos los catálogos se encuentran instalados en el disco duro local. Los catálogos disponibles actualmente son los siguientes:

- (1) “Recommended Rest Frequencies for Observed Interstellar Molecular Microwave Transitions - 1991 Revision”, Lovas (1992).
- (11) “NIST Recommended Rest Frequencies for Observed Interstellar Molecular Microwave Transitions-2002 Revision”, Lovas (2004).
- (2) “Spectral Line Atlas of Interstellar Molecule (SLAIM)”, Lovas (1984)
- (3) Estima la frecuencia de las líneas de recombinación de hidrógeno atómico a partir de la expresión

$$\nu = R_H c \left(\frac{1}{n_l^2} - \frac{1}{n_u^2} \right), \quad (\text{B.1})$$

donde $R_H c = 3.28805129 \cdot 10^{15} \text{s}^{-1}$ es la Constante de Rydberg por la velocidad de la luz para el hidrógeno.

- (4) “Submillimeter, millimeter, and microwave spectral line catalog”, Pickett et al. (1998), Catálogo JPL.

[molécula]

Filtro aplicado al listado de transiciones seleccionadas limitando la búsqueda a la molécula seleccionada. En el caso del catálogo JPL, se puede referir a la especie por su identificador (*tag*). La entrada **a** o **A** elimina este filtro, listando todas las especies en el rango espectral seleccionado.

[criterio]

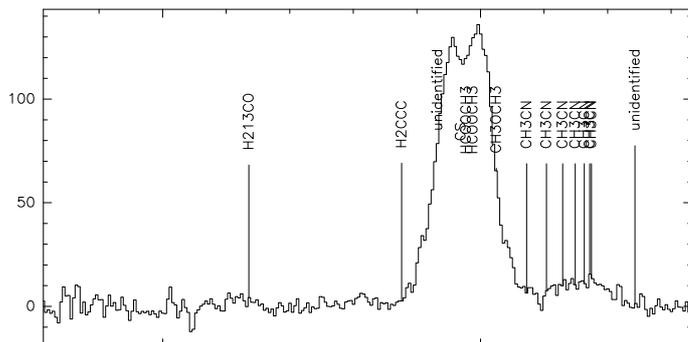
Este parámetro constituye un filtro específico aplicado a la búsqueda. Esta opción está únicamente disponible en el caso de la elección de catálogo **3** (JPL) y **4** (líneas de recombinación).

En el caso del catálogo JPL existen tres posibilidades:

- (>0) Se seleccionan únicamente las transiciones cuyas energías del nivel inferior sean iguales o menores que el valor especificado.
- (0) No se aplica ningún filtro.
- (<0) Se seleccionan únicamente las transiciones en las que el logaritmo en base 10 de la intensidad integrada en unidades de $\text{nm}^2 \text{MHz}$ a 300 K (tal y como viene dado en el catálogo, ver Pickett et al. (1998)) sea igual o mayor que el valor especificado.

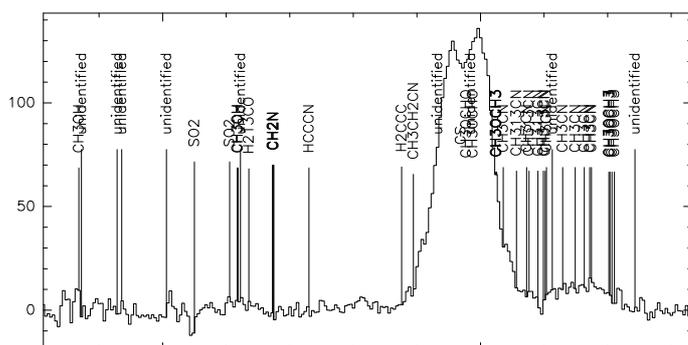
En el caso de las líneas de recombinación, este valor indica el incremento máximo Δn de las transiciones que se buscarán.

A continuación, en la Figura B.1 se muestra un ejemplo de los resultados obtenidos al aplicar este programa a uno de los espectros que componen el barrido espectral de NGC 253 presentado en el Capítulo 2. En cada ejemplo se especifican los parámetros utilizados en la ejecución del programa y el número de líneas extraídas de los catálogos en cada búsqueda. Como muestra se presentan las dos primeras y últimas transiciones que devuelve como salida el programa.



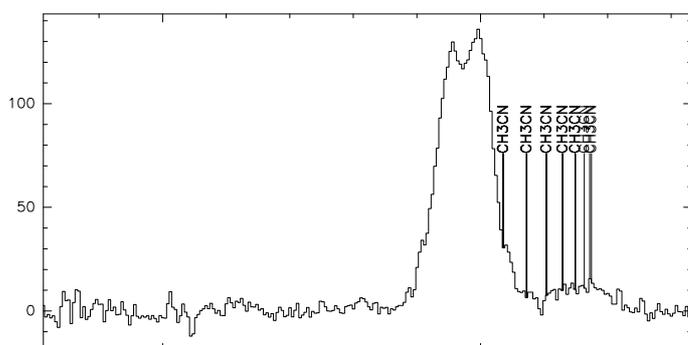
entrada: lovas 1 1 a
salida: 15 líneas

146635.671875 H213CO 2(1,1)-1(1,0)
146876.062500 H2CCC 7(1,6)-6(1,5)
* * *
147174.593750 CH3CN 8(0)-7(0)
147243.000000 unidentified



entrada: lovas 1 11 a
salida: 44 líneas

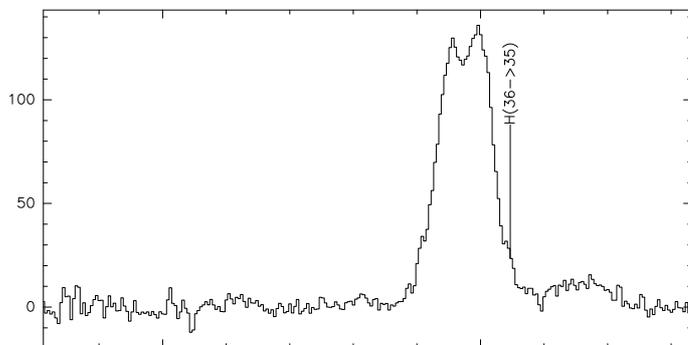
146368.343750 CH3OH 3(1,2)-2(1,2) A-
146372.406250 unidentified
* * *
147210.734375 CH3OCH3 6(3,4)-6(2,5) AA
147243.000000 unidentified



entrada: lovas 1 2 a
salida: 159 líneas
no se muestra en la figura

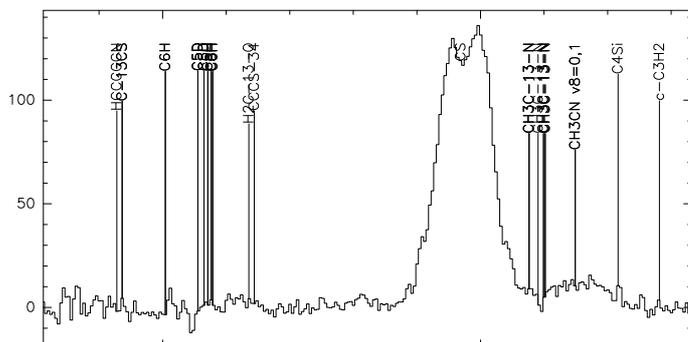
entrada: lovas 1 2 CH3CN
salida: 23 líneas

147035.218750 CH3CN 259.01 8(7)-7(7)
147174.593750 CH3CN 17.180 8(0)-7(0)
* * *
147171.750000 CH3CN 22.120 8(1)-7(1)
147174.593750 CH3CN 17.180 8(0)-7(0)



entrada: lovas 1 3 H 100
salida: 1 línea

147046.889386 H 84.627766 36—35 1



entrada: lovas 1 4 a 0

salida: **2165** líneas

(no se muestra en la figura)

entrada: lovas 1 4 a -3

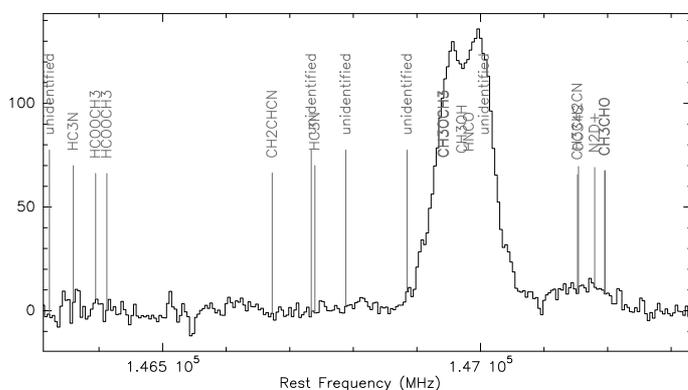
salida: **32** línea

146635.689 -2.9529 10.6686 15 H2C-13-O

147281.543 -2.9657 86.6847 57 c-C3H2

46427.9961 -1.7836 131.8849 111 HCCCCCN

47216.3280 -1.4166 115.4096 97 C4Si



entrada: lovas 2 1 a

salida: **20** líneas

154200.968750 CH3CHO 8(4,5)-7(4,4)

154201.515625 CH3CHO 8(4,4)-7(4,3)

155075.000000 unidentified

155088.156250 CH3CHO 8(4,5)-9(3,7)

Figura B.1: Ejemplos de uso del programa LOVAS

B.2. Generación de espectros sintéticos

La utilidad **SYNT** permite generar espectros sintéticos de una especie determinada para diferentes temperaturas de excitación en condiciones de equilibrio termodinámico local. Son varias las razones por las que resulta interesante la representación de espectros sintéticos.

- ⊛ En primer lugar pueden servir como comparación directa con observaciones, sobre todo en el caso de los barridos espectrales en los que se observan varias transiciones de una misma molécula.
- ⊛ Si se identifica una transición de una especie molecular, podemos estimar la intensidad esperada de cualquier otra transición en otro rango de frecuencias con el fin de confirmar la identificación. Esta funcionalidad se utiliza en este trabajo con el objetivo de separar las transiciones que aparecen solapadas en el barrido espectral de NGC 253 (ver Capítulo 2).
- ⊛ Constituye una importante herramienta en la preparación de observaciones molecular pudiendo elegir las transiciones más favorables si tenemos una estimación de la temperatura de excitación del gas.

La sintaxis de uso de esta utilidad es diferente dependiendo de los modos de generación de espectros disponibles, siguiendo el formato:

synt [modo] [parámetros]

A continuación se describen las posibilidades y parámetros de entrada de cada uno de los modos posibles.

synt gauss [frecuencia] [velocidad] [anchura] [intensidad]

Este modo superpone un perfil Gaussiano sobre el espectro que se tenga abierto según los parámetros de entrada indicados.

synt file [fichero]

Este modo tiene la misma función que el anterior solo que representa un grupo de perfiles Gaussianos. Los parámetros de entrada de cada perfil se leen desde el fichero indicado. El formato de este fichero debe de ser, en primer lugar una línea con el número de perfiles que se pretenden representar. A continuación debe escribirse una sucesión de líneas con los parámetros de frecuencia, velocidad, anchura e intensidad de cada perfil.

synt jpl [fichero] [temperatura] [parámetros] [tamaño fuente]

La opción **jpl** constituye la funcionalidad más potente y de mayor utilidad ofrecida por este programa. En este modo se lee una lista de transiciones, en principio de una especie molecular, de un fichero con el formato del catálogo JPL, y se representa el espectro de emisión en condiciones de ETL para una temperatura determinada.

[fichero]

Especifica el nombre del fichero de entrada, a no ser que tome el valor **lovas**. En ese caso, el programa copia el fichero “jpl.lin” generado por el programa **lovas** cuando se hace una búsqueda en el catálogo JPL.

[temperatura]

Este valor de temperatura será el que se utilice para estimar las intensidades relativas a partir de las ecuaciones de equilibrio termodinámico.

[parámetros]

El programa lee el primero de estos parámetros y dependiendo de su valor se requerirán parámetros adicionales de la siguiente forma:

[> 1000]: El parámetro se interpreta como la frecuencia de una de las transiciones de la especie, que buscará dentro del fichero de entrada. Se requieren 3 parámetros adicionales de velocidad, anchura e intensidad de la línea que se aplicarán a la transición con la frecuencia indicada. El comando queda en la forma:

synt jpl [fichero] [temp.] [frec.] [velocidad] [anchura] [intensidad]

Este modo es útil en los casos en que se ha medido una transición determinada y se quiere estimar la intensidad esperada de otras transiciones, pudiendo superponerse el espectro sintético a los datos observacionales a otras frecuencias.

[≤ 1000]: El parámetro se interpreta como una anchura. De esta forma la escala en intensidades únicamente tiene sentido en cuanto a intensidades relativas entre líneas. El comando queda de la forma:

synt jpl [fichero] [temperatura] [anchura]

[tamaño fuente]

Define el tamaño estimado de la región emisora observada para tener en cuenta los efectos de dilución en el haz del telescopio. El valor se da en segundos de arco. Si este valor es 0 o no recibe ningún valor, no se tendrá en cuenta ningún tipo de corrección.

synt del

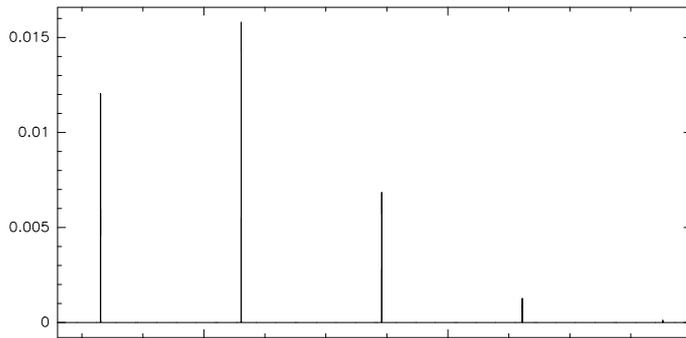
Cada vez que se ejecuta el programa SYNT, los espectros sintéticos se suman a los resultados obtenidos previamente lo que nos permite crear espectros sintéticos de

diferentes especies simplemente ejecutando el programa con diferentes ficheros de entrada. Este comando, por el contrario, borra todas los espectros almacenados en memoria que se han creado previamente.

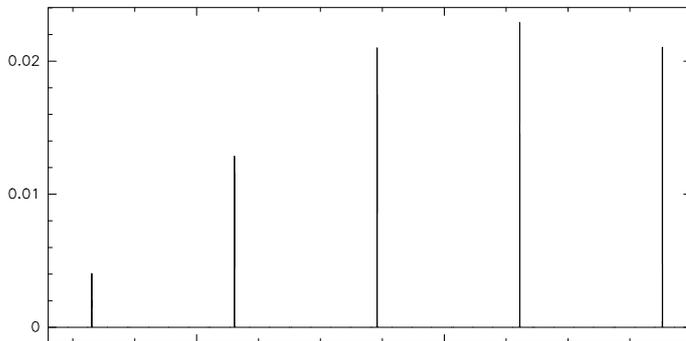
synt crea [frecuencia inicial] [frecuencia final]

Este modo genera, a partir de los datos espectroscópicos del espectro cargado en memoria (i.e. resolución y frecuencia central), un espectro de las dimensiones definidas por los parámetros de entrada. Este comando es necesario como paso previo a la creación de un espectro sintético en el caso en que el espectro cargado en memoria no cubra el rango de frecuencias de las transiciones que pretendemos representar.

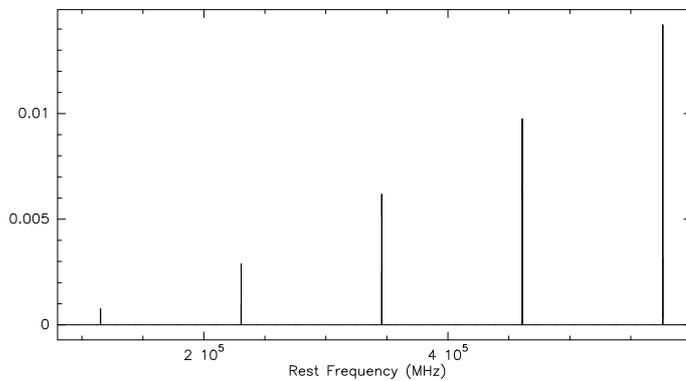
La Figura B.2 muestra algunos ejemplos de uso del programa SYNT para estimar la forma de la emisión de CO con diferentes temperaturas rotacionales.



($T_{\text{rot}} = 10 \text{ K}$)
 entrada:
synt crea 80000 60000
lovas 1 4 CO 0
synt jpl lovas 10 200



($T_{\text{rot}} = 50 \text{ K}$)
 entrada:
synt del
synt jpl lovas 50 200



($T_{\text{rot}} = 300 \text{ K}$)
 entrada:
synt del
synt jpl lovas 300 200

Figura B.2: Ejemplos de uso del programa SYNT

Además de los espectros que se muestran en la Figura B.2, el programa SYNT genera una serie de ficheros de salida con información espectroscópica de las transiciones seleccionadas. Los ficheros generados para el último de los ejemplos en la Figura B.2 son los siguientes:

jpl.line

Información espectroscópica de cada transición en el formato que se da en el catálogo JPL (ver Pickett et al., 1998, para los detalles del formato).

Salida:

115271.201800	.0005	-5.0105	2	.0000	3	-28001	101	1	0	CO
230538.000000	.0005	-4.1197	2	3.8450	5	-28001	101	2	1	CO
345795.989900	.0005	-3.6118	2	11.5350	7	-28001	101	3	2	CO
461040.768200	.0005	-3.2657	2	23.0695	9	-28001	101	4	3	CO
576267.930500	.0005	-3.0118	2	38.4481	11	-28001	101	5	4	CO

jpl.plot

En este fichero que se indican los parámetros de las Gaussianas dibujadas, esto es, frecuencia, velocidad, anchura e intensidad.

Salida:

115271	257	200	7.5458961577894E-04
230538	257	200	2.9071446991215E-03
345795	257	200	6.1837901944048E-03
461040	257	200	0.010195042976013
576267	257	200	0.01449926394646

jpl.rot

Este fichero es uno de los más relevantes puesto que compila los parámetros espectroscópicos de cada una de las transiciones, necesarios para la representación de diagramas rotacionales (ver Apéndice A y Sección B.3). Los parámetros de las transiciones que se recogen en este fichero son: Frecuencia (MHz), Energía del nivel inferior y superior (cm^{-1}), degeneración del nivel superior y coeficiente de desexcitación de Einstein (10^{-6}s^{-1}).

Salida:

115271.2018	0.000000	3.845033	3	0.072038
230538.0000	3.845000	11.534920	5	0.691077
345795.9899	11.535000	23.069513	7	2.496693
461040.7682	23.069500	38.448165	9	6.126664
576267.9305	38.448100	57.670329	11	12.213397

B.3. Diagramas rotacionales

La siguiente necesidad, tras la identificación y ajuste de las líneas espectrales observadas de una misma molécula, radica en la determinación de los parámetros físicos de densidad de columna y temperatura rotacional que se derivan a partir de los diagramas rotacionales (ver Apéndice A). El programa **DIAGROTERROR** se creó con el fin de automatizar esta tarea.

La sintaxis del comando es la siguiente:

```
diagroterror [fichero] [linini] [linfin] [tamaño] [sobreescribir]  
[limites] [molécula]
```

A continuación se describen las posibilidades que ofrecen cada uno de los parámetros en entrada del programa **DIAGROTERROR**.

[**fichero**]

Especifica el fichero de entrada en el que se incluyen los parámetros espectroscópicos de cada una de las transiciones observadas junto con los parámetros derivados de las observaciones. El archivo debe tener el mismo formato que el fichero de salida (**.rot**) del programa SYNT (ver Sección B.2) al que se le deben añadir tres columnas con los valores de intensidad integrada de la línea, error en la medida de esta intensidad integrada y tamaño del haz del telescopio con el que se observó.

La intensidad integrada debe ser un valor positivo. En el caso de leer un número negativo, el programa lo interpreta como un límite superior a la detección. Este límite no se usará en el cálculo del ajuste al diagrama rotacional y se representará con una flecha en el mismo.

El tamaño del haz se utilizará con el fin de aplicar el factor de llenado del haz por la fuente. Este valor se debe dar en segundos de arco. Existen dos telescopios predeterminados para los que el programa tiene valores de los tamaños de haz para cada frecuencia. Si el valor de este parámetro es (0) se utilizará el tamaño del haz del telescopio de 30 m de IRAM y si es (-1) se utilizará el haz del SEST de 15 m. En general se pueden aproximar con estos valores los haces de cualquier telescopio de 30 y 15 m de diámetro, respectivamente.

[**linini**] [**linfin**]

Líneas del fichero en la que se encuentra la primera y la última transición observada. Las transiciones observadas deben situarse consecutivamente dentro del fichero, no pudiendo estar salteadas a lo largo del mismo.

[**tamaño**]

Define el tamaño estimado de la región emisora observada para tener en cuenta los efectos de dilución en el haz del telescopio. El valor se da en segundos de arco. Si

este valor es 0, no se tendrá en cuenta ningún tipo de corrección.

[sobreescribir]

Este parámetro determina si se borrará, caso de haberlo, el diagrama previamente representado (0) o si por el contrario se superpondrá el nuevo diagrama sobre el anterior (1). La opción de superponer diagramas es especialmente útil en el caso de ajustar diferentes componentes de temperatura a la emisión de una misma especie molecular.

[limites]

Si este parámetro toma el valor 0 (valor por defecto), el programa calcula automáticamente unos límites apropiados en cada eje para la correcta visualización del diagrama rotacional. Cualquier otro valor fuerza al programa a conservar los límites determinados previamente por el usuario.

[molécula]

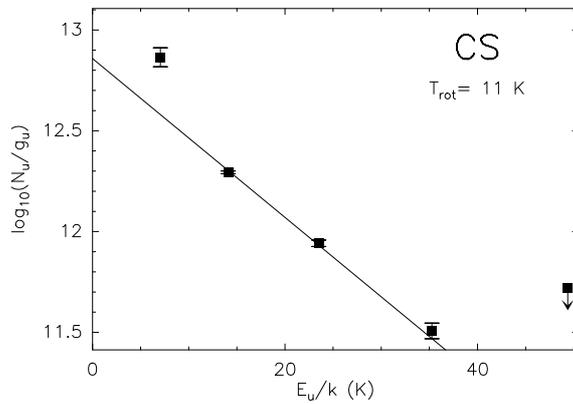
Si este parámetro es diferente de 0 (valor predeterminado) el programa solicitará el nombre de la especie molecular ajustada. En la esquina superior derecha del diagrama aparecerá escrito el nombre de la molécula y la temperatura rotacional derivada a partir del ajuste.

Como ejemplo de uso de este programa utilizaremos una de las componentes de velocidad de la emisión de CS estudiada en el Capítulo 6. Se ha añadido una transición extra para la que se ha imaginado un límite a su intensidad integrada para una mejor presentación de las capacidades de este programa.

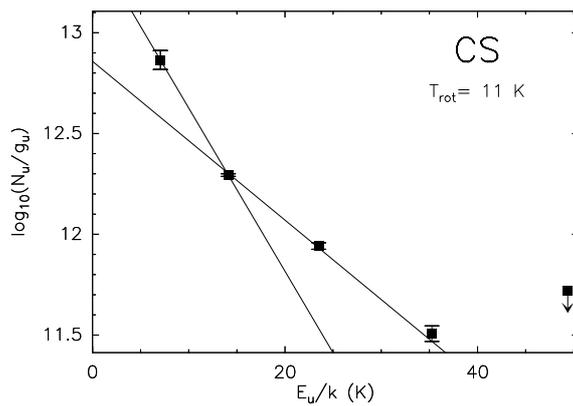
Fichero de entrada: CS.rot

97980.950	1.6342	4.9025	5	17.0264	4.4448	.481081	-1
146969.033	4.9025	9.8049	7	61.8002	11.9166	.1837	0
195954.226	9.8048	16.3411	9	152.5063	11.545	.4230	0
244935.643	16.3411	24.5113	11	305.7395	4.3720	.390747	-1
293912.244	24.5113	34.3151	13	525.9654	-12.0	0	-1

La Figura B.3 presenta ejemplos del uso del programa DIAGROTERROR mostrando los comandos necesarios para realizar un diagrama rotacional con dos componentes de temperatura ajustadas a la emisión de CS.



entrada:
diagroterror CS.rot 1 5 20 0 0 1
 MOLECULA = CS
 salida:
N/Z= 7.2E+12+-3.6E+11
T= 11.02 +- 0.36



entrada:
diagroterror CS.rot 1 2 20 1
 salida:
N/Z= 2.7E+13+-5.9E+12
T= 5.36 +- 0.44

Figura B.3: Ejemplos de uso del programa DIAGROTERROR

B.4. Diagramas rotacionales multicomponente

Tal y como se explica en la Sección A.1, podemos incluir en la representación de los diagramas rotacionales transiciones de una misma especie solapadas y no resueltas. Para ello utilizamos la intensidad integrada total de la línea observada, suma de una serie de transiciones moleculares, que constituyen los datos de entrada de los programas **DIAGROTPLUSE** y **DIAGROTPLUS**.

La sintaxis de ambos programas es la siguiente:

```
diagrotpluse [Tini] [ficherodatos] [fichergupos] [tamaño]
```

```
diagrotpluss [Tini] [Tfin] [ficherodatos] [fichergupos] [tamaño]
```

Ambos programas buscan el mejor ajuste lineal en la forma que se explica en la Sección A.1 siguiendo métodos diferentes. **DIAGROTPLUSE**, utiliza un método recursivo en el que a partir de una temperatura inicial, calcula la contribución de cada transición y deriva una nueva temperatura a partir del ajuste lineal del diagrama rotacional que utilizará en la nueva iteración como temperatura inicial. El proceso recursivo continuará hasta que la diferencia entra temperatura inicial y la derivada alcancen un límite de convergencia predeterminado. **DIAGROTPLUS**, realiza un barrido de temperaturas y representa el diagrama rotacional con las contribuciones de cada transición para cada una de estas temperaturas, devolviendo un gráfico con la coeficiente de correlación del ajuste lineal para cada temperatura. Se tomará como mejor ajuste aquel con un mayor coeficiente de correlación.

Se detalla a continuación el significado de cada uno de los parámetros de entrada:

[Tini] [Tfin]

[Tini] es la temperatura en K en la que comienza el proceso recursivo de **DIAGROTPLUSE** y la temperatura inicial del barrido de **DIAGROTPLUS**.

[Tfin] es la temperatura final del barrido de **DIAGROTPLUS**.

[ficherodatos]

Fichero con los parámetros espectroscópicos de las transiciones con el formato del fichero de salida (**.rot**) del programa **SYNT** (ver Sección B.2), sin necesidad de añadirle nada.

[fichergupos]

Es en este fichero en el que se incluyen las intensidades integradas de los grupos de líneas observadas. El formato debe ser el siguiente:

APÉNDICE B. HERRAMIENTAS B.4. DIAGRAMAS MULTICOMPONENTE

La primera línea debe contener el número de grupos de líneas observados. El resto de líneas, tantas como el número indicado, deben indicar el número de transiciones que componen la línea espectral ajustada, y el número de línea del fichero de datos en la que se encuentra los datos espectroscópicos de la primera de estas transiciones. A continuación debe aparecer la intensidad integrada ajustada, el error de este ajuste y el tamaño del haz del telescopio tal y como se explica en la Sección B.3.

[tamaño]

Define el tamaño de la región emisora tal y como se explica en la Sección B.3.

Como ejemplo vamos a considerar la emisión de la molécula de CH₃CN, para la que se observan dos transiciones compuestas por varias componentes cada una. Los ficheros de entrada para el programa son los siguientes.

Fichero de datos espectroscópicos:

147148.9590	61.873100	66.781461	68	227.080159
147149.1280	61.873100	66.781467	76	230.661449
147149.1280	61.873100	66.781467	60	226.588235
147163.3000	37.047000	41.955839	34	247.767773
147163.3000	37.047000	41.955839	30	247.230747
147163.3000	37.047000	41.955839	38	251.732992
147171.7680	22.149100	27.058222	34	260.220269
147171.7680	22.149100	27.058222	30	259.656252
147171.7680	22.149100	27.058222	38	264.323905
147174.5960	17.182800	22.092016	30	263.793166
147174.5960	17.182700	22.091916	34	264.366042
147174.5960	17.182800	22.092016	38	268.597025
165556.1800	41.955800	47.478160	38	361.281892
165556.1800	41.955900	47.478260	34	360.704103
165556.1800	41.955900	47.478260	42	365.831172
165565.7100	27.058300	32.580978	34	374.841836
165565.7100	27.058200	32.580878	38	375.442272
165565.7100	27.058300	32.580978	42	380.082333
165568.9500	22.092000	27.614786	34	379.588442
165568.9500	22.091900	27.614686	38	380.196481
165568.9500	22.092000	27.614786	42	384.895300

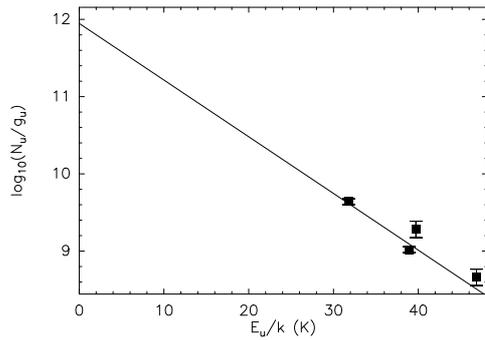
Fichero de datos de los grupos de líneas:

2				
6	7	2.0423	.176707	0
6	16	1.2396	.307134	0

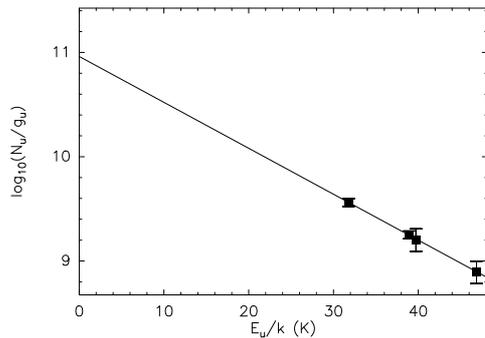
B.4. DIAGRAMAS MULTICOMPONENTE APÉNDICE B. HERRAMIENTAS

Véase que en este fichero de definición de los grupos hemos despreciado la contribución de las transiciones cuyo nivel superior de energía es superior a 40 cm^{-1} . Es por ello que en el primer grupo se cogen las 6 transiciones comenzando en la línea 7 en el segundo grupo escoge las 6 transiciones a partir de la línea 16.

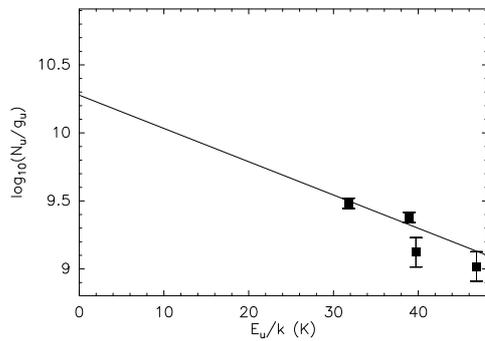
La Figura B.4 muestra ejemplos de la variación de los diagramas rotacionales para diferentes valores de temperatura utilizados en la estimación de la contribución de cada una de las transiciones. Además se muestra la variación del coeficiente de correlación del ajuste lineal en función de la temperatura asumida.



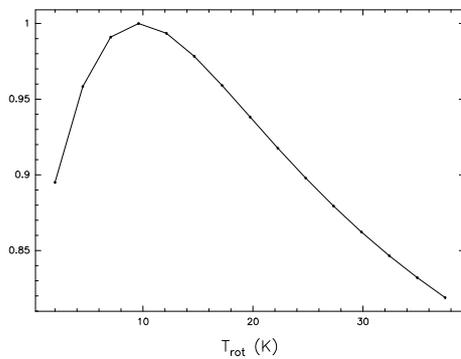
entrada:
diagrotpluse 5 file.rot file.gr 20
 salida:
 $N/Z = 8.8E + 11 + -2.4E + 11$
 $T = 5.91 + -0.26$



entrada:
diagrotpluse 10 file.rot file.gr 20
 salida:
 $N/Z = 9.1E + 10 + -2.5E + 10$
 $T = 9.8 + -0.7$



entrada:
diagrotpluse 30 file.rot file.gr 20
 salida:
 $N/Z = 1.8E + 10 + -5.3E + 09$
 $T = 17.7 + -2.4$



Variación del coeficiente de correlación del ajuste lineal en función de la T_{rot} asumida.

entrada:
diagrotpluss 2 40 file.rot file.gr 20

Figura B.4: Ejemplos de uso del programa DIAGROTPLUSE y DIAGROTPLUSS

Publicaciones

En este apartado se presenta una relación de las publicaciones y presentaciones en congresos internacionales directa o indirectamente relacionadas con los resultados que se presentan en este trabajo.

Publicaciones en revistas internacionales con sistema de arbitraje

- ⊙ “*Triggered massive-star formation at the border of the H II Region Sh 104*”
Deharveng, L., Lefloch, B., Zavagno, A., Caplan, J., Whitworth, A. P., Nadeau, D., **Martín, S.**
2003, *A&A*, 408, L25
- ⊙ “*First detections of extragalactic SO₂, NS and NO*”
Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., García-Burillo, S., Henkel, C.
2003, *A&A*, 411, L465
- ⊙ “*Sulfur Chemistry and Isotopic Ratios in the Starburst Galaxy NGC 253*”
Martín, S., Martín-Pintado, J., Mauersberger, R., Henkel, C., García-Burillo, S.
2005, *ApJ*, 620, 210
- ⊙ “*Grain Evolution across the Shocks in the L1448-mm Outflow*”
Jiménez-Serra, I., Martín-Pintado, J., Rodríguez-Franco, A., **Martín, S.**
2005, *ApJ*, 627, L121
- ⊙ “*A new intermediate mass protostar in the Cepheus A HW2 region*”
Martín-Pintado, J., Jiménez-Serra, I., Rodríguez-Franco, A., **Martín, S.**, Thum, C.
2005, *ApJ*, 628, L61
- ⊙ “*Methanol detection in M 82*”
Martín, S., Martín-Pintado, J., Mauersberger, R.
2006, *A&A*, 450, L13

- ⊙ “A 2 mm spectral line survey of the starburst galaxy NGC 253”
Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., Henkel, C., García-Burillo, S.
Aceptado para su publicación en ApJS (astro-ph/0602360)
- ⊙ “Organic molecules in Galactic Center: Hot core chemistry without hot cores”
Requena-Torres, M.A., Martín-Pintado, J., Rodríguez-Franco, A., **Martín, S.**,
Rodríguez-Fernández, N. J., de Vicente, P.
Aceptado para su publicación en A&A, (astro-ph/0605031)

Publicaciones en actas de congresos internacionales

- ⊙ “The spectral line survey of NGC 253”
Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., Henkel, C., García-Burillo,
S. en The Dense Interstellar Medium in Galaxies, Actas del 4th Cologne-
Bonn-Zermatt Symposium, Zermatt, Suiza, 22-26 Septiembre 2003. Editado
por S.Pfalzner, C. Kramer, C. Staubmeier & A. Heithausen. Springer proceed-
ings in physics, Vol. 91. Berlin, Heidelberg: Springer, 2004, p.173
- ⊙ “Extragalactic sulfur chemistry”
Sergio Martín Actas del congreso The Evolution of Starbursts, 16-20 Agosto,
2004, Bad Honnef, Alemania. Eds. S. Hüttemeister, E. Manthey, D. Bomans
& K. Weis. AIP conference proceedings, 2005, Volume 783, Issue 1, p. 148 -
154 (*Contribución Oral*)
- ⊙ “The 2 mm line survey of the starburst galaxy NGC 253: sulfur chemistry”
Martín, S., Martín-Pintado, J., Mauersberger, R., Henkel, C., García-Burillo,
S. Actas de congreso The dusty and molecular universe: a prelude to Herschel
and ALMA, 27-29 Octubre 2004, Paris, France. Eds. A. Wilson. ESA SP-577,
Noordwijk, Holanda: ESA Publications Division, ISBN 92-9092-855-7, 2005,
p. 297 - 298

Otras contribuciones en congresos internacionales

- ⊙ “A Spectral line sweep at $\lambda = 2\text{mm}$ toward NGC 253”
Rainer Mauersberger, **Sergio Martín**, Christian Henkel, Jesús Martín-Pintado
en Astronomische Nachrichten, Supplementary Issue 2, Vol. 324, Short Con-
tributions of the Annual Scientific Meeting of the Astronomische Gesellschaft
in Berlin, Germany, 23-28 Septiembre, 2002, p.98
- ⊙ “A molecular line survey of the starburst galaxy NGC 253”
Martín Ruiz, Sergio in The XXXIII Young European Radio Astronomers
Conference (YERAC), Bonn, Alemania 16-19 Septiembre, 2003 (*Contribución
Oral*)

- ⊙ “*The 2mm line survey of the starburst galaxy NGC 253*”
Martín Ruiz, Sergio en 1^{er} Congreso Nacional de Astrofísica Molecular: Una visión general del potencial de los grupos de química españoles antes los nuevos desafíos de la Astrofísica., held in Ciudad Real, Spain, 1-4 Diciembre, 2003, p45 (*Contribución Oral*)

- ⊙ “*Extragalactic spectral line surveys: the starburst galaxy NGC 253*”
Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., Henkel, C., García-Burillo, S. en Submillimeter Astronomy: in the era of the SMA 13-16 Junio 2005, Cambridge, USA

- ⊙ “*Extragalactic molecular line surveys: the starburst galaxy NGC 253*”
Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., Henkel, C., García-Burillo, S. en Astrochemistry Throughout the Universe: Recent Successes and Current Challenges, IAU symposium 231 29 Ago - 2 Sep 2005, Asilomar, Monterey, California, USA

Bibliografía

- Allamandola, L.J., Sandford, S.A., Tielens, A.G.G.M., & Herbst, T.M. 1992, *ApJ*, 399, 134
- Alton, P. B., Davies, J. I., & Bianchi, S. 1999, *A&A*, 343, 51
- Armus, L., Heckman, T., & Miley, G. 1987, *AJ*, 94, 831
- Baan, W. A. 1985, *Nature*, 315, 26
- Baganoff, F.K., Maeda, Y., Morris, M., Bautz, M.W., Brandt, W.N., Cui, W., Doty, J.P., Feigelson, E.D., Garmire, G.P., Pravdo, S.H., Ricker, G.R., & Townsley, L.K. 2003, *ApJ*, 591, 891
- Ball, R., Sargent, A.I., Scoville, N.Z., Lo, K.Y., & Scott, S.L. 1985, *ApJ*, 298, L21
- Bally J., Stark A.A., Wilson R.W., & Henkel C. 1987 *ApJS* 65,13
- Barnes, J.E. 1988, *ApJ*, 331, 699
- Batrla, W. & Wilson, T.L. 2003, *A&A*, 408, 231
- Batchelor, R.A., Jauncey, D.L., & Whiteoak, J.B. 1982, *MNRAS*, 200, 19
- Bauschlicher, C.W., Jr., Langhoff, S.R., & Walsh, S.P. 1992, *J.Chem.Phys.*, 96, 450
- Bélanger, G., Goldwurm, A., Renaud, M., Terrier, R., Melia, F., Lund, N., Paul, J., Skinner, G., & Yusef-Zadeh, F. 2006, *ApJ*, 636, 275
- Belley, J. & Roy, J. 1992, *ApJS*, 78, 61
- Bergman, P., Aalto, S., Black, J. H., & Rydbeck, G. 1992, *A&A*, 265, 403
- Bergvall, N., Laurikainen, E., & Aalto, S. 2003, *A&A*, 405, 31
- Binney, J., Gerhard, O.E., Stark, A.A., Bally, J., & Uchida, K.I. 1991, *MNRAS*, 252, 210
- Blain A.W., Smail I., Ivison R.J., & Kneib J.-P., 1999, *MNRAS*, 302, 632
- Blake, G. A., Masson, C. R., Phillips, T. G., & Sutton, E. C. 1986, *ApJS*, 60, 357
- Blake, G.A., Sutton, E.C., Masson, C.R., & Phillips, T.G. 1987, *ApJ*, 315, 621
- Blake, G. A., Mundy, L., Carlstrom, J. E., Padin, S., Scott, S. L., Scoville, N. Z., & Woody, D. P. 1996, *ApJ*, 472, L49
- Bland, J. & Tully, B. 1988, *Nature*, 334, 43B
- Blitz, L. & Spergel, D. N. 1991, *ApJ*, 379, 631
- Blum, R. D. 1995, *ApJ*, 444, 89
- Bradford, C.M., Stacey, G.J., Fischer, J., Smith, H.A., Cohen, R.J., Greenhouse, M.A., Lord, S.D., Lutz, D., Maiolino, R., Malkan, M.A., & Rieu, N.Q. 1999, *The Universe as Seen by ISO.*, ed. P. Cox & M.F. Kessler, ESA-SP 427, 861
- Bregman, J.N., Schulman, E., & Tomisaka, K. 1995, *ApJ*, 439, 155
- Bockelée-Morvan, D., Colom, P., Crovisier, J., Despois, D., & Paubert, G. 1991, *Nature*, 350, 318
- Böker, T., Förster-Schreiber, N. M., & Genzel, R. 1997, *AJ*, 114, 1883
- Böker, T., van der Marel, R.P., & Vacca, W.D. 1999, *AJ*, 118, 831
- Buckle, J.V. & Fuller, G.A. 2003, *A&A*, 399, 567
- Burles, S. 2002, *Plan. & Space Sci.* 50, 1245

BIBLIOGRAFÍA

- Canzian, B., Mundy, L.G., & Scoville, N. Z. 1988, *ApJ*, 333,157
- Carilli C.L. 1996, *A&A*, 305, 402
- Carilli C.L. & Yun M.S., 1999, *ApJ*, 513, L13
- Carroll, B.W. & Ostlie, D.A. 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics* (Reading: Addison)
- Cernicharo, J., Heras, A.M., Pardo, J.R., Tielens, A.G.G.M., Guélin, M., Dartois, E., Neri, R., & Waters, L.B.F.M. 2001, *ApJ*, 546 L127
- Chapman S.C., Blain A.W., Ivison R.J., & Smail I. 2003, *Nature*, 422, 695
- Chapman S.C., Blain A.W., Smail I., & Ivison R.J. 2005, *ApJ*, 622, 772
- Charnley, S.B., Kress, M.E., Tielens, A.G.G.M., & Millar, T.J. 1995, *ApJ*, 448, 232
- Charnley, S.B. 1997, *ApJ*, 481, 396
- Chevalier, R.A. & Clegg, A.W. 1985, *Nature*, 317, 44
- Chin, Y.-N., Henkel, C., Whiteoak, J.B., Langer, N., & Churchwell, E.B. 1996, *A&A*, 305, 960
- Chin, Y.-N., Henkel, C., Millar, T.J., Whiteoak, J.B., & Mauersberger, R. 1996, *A&A*, 312, L33
- Chin, Y-N, Henkel, C., Langer, N., & Mauersberger, R. 1999, *ApJ*, 512, L143
- Churchwell, E., Witzel, A., Huchtmeier, W., Pauliny-Toth, I.I.K., Roland, J., & Sieber, W. 1977, *A&A*, 54, 969
- Clements, D.L, Sutherland, W.J., McMahon, R.G., & Saunders, W. 1996, *MNRAS*, 279, 477
- Combes, F., Gottesman, S.T., & Weliachew, L. 1977, *A&A*, 59, 181
- Combes, F. & Gerin, M. 1985, *A&A*, 150, 327
- Combes, F. 1991, *ARA&A*, 29, 195
- Compton, R.N., Stockdale, J.A., & Reinhardt, P.W. 1969, *Phys. Rev.*, 180, 111
- Comito, C., Schilke, P., Phillips, T.G., Lis, D.C., Motte, F., & Mehringer, D. 2005, *ApJS*, 156, 127
- Cotera, A.S., Simpson, J.P., Erickson, E.F., Colgan, S.W.J., Burton, M.G., & Allen, D.A. 1999, *ApJ*, 510, 747
- Cowie, L.L., Barger, A.J., & Kneib, J.-P. 2002, *AJ*, 123, 2197
- Cox P. & Mezger P.G. 1989, *A&A Rev.* 1, 49
- Coziol, R. 1996, *A&A*, 309, 345
- Cummins, S.E., Linke R.A., & Thaddeus P. 1986, *ApJS*, 60, 819
- Dahlem, M., Golla, G., Whiteoak, J.B., Wielebinski, R., Huettemeister, S., & Henkel, C 1993, *A&A*, 270, 29
- Dahmen G., Hüttemeister S., Wilson. T.L., Mauersberger R., Linhart, A., Bronfman, L., Tieftrunk, A.R., Meyer, K., Wiedenhoefer, W., Dame, T.M., Palmer, E.S., May, J., Aparici, J., & Mac-Auliffe, F 1997, *A&AS* 126, 197
- Dahmen, G., Hüttemeister, S., Wilson, T.L., & Mauersberger, R. 1998, *A&A*, 331, 959
- Dame, T.M., Hartmann, D., & Thaddeus, P. 2001, *ApJ*, 547, 792
- Dartois, E., Schutte, W., Geballe, T. R., Demyk, K., Ehrenfreund, P., & D'Hendecourt, L. 1999, *A&A*, 342, L32
- Das, M., Anantharamaiah, K.R., & Yun, M.S. 2001, *ApJ*, 549, 896
- de Vaucouleurs, G. 1959, *Handb. Phys.*, 53, 275
- de Vaucouleurs, G. 1964a, *ApJ*, 139, 899
- de Vaucouleurs, G. 1964b, *IAU-URSI Symp.* 20, *The Galaxy and the Magellanic Clouds*, ed. F. J. Kerr & A. W. Rodgers (Canberra: Australian Acad. Sci.), 88
- de Vaucouleurs, G. 1979, *ApJ*, 227, 729
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., & Corwin, H.G.jr. et al., 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*, Springer

- de Vicente, P., Martín-Pintado, J., & Wilson, T.L. 1997, *A&A*, 320, 957
- Dickens, J.E., Langer, W.D., & Velusamy, T. 2001, *ApJ*, 558, 693
- Dietz, R.D., Smith, J., Hackwell, J.A., Gehrz, R.D., & Grasdalen, G.L. 1986, *AJ*, 91, 758
- Domingo-Santamaría, E. & Torres, D.F. 2005, *A&A*, 444, 403
- Dos Santos, P.M. & Lépine, J.R.D. 1979, *Nature*, 278, 34
- Downes, D. Radford, S.J.E., Guilloteau, S., Guelin, M., Greve, A., & Morris, D. 1992, *A&A*, 262, 424
- Downes D. & Solomon P.M. 2003, *ApJ*, 582, 37
- Dudley C.C. & Wynn-Williams C.G. 1999, *MNRAS* 304, 549
- Dumke, M., Nieten, CH., Thuma, G., Wielebinski, R., & Walsh, W. 2001, *A&A*, 373, 853
- Dunlop, J.S., McLure, R.J., Yamada, T., Kajisawa, M., Peacock, J.A., Mann, R.G., Hughes, D.H., Aretxaga, I., Muxlow, T.W.B., Richards, A.M.S., Dickinson, M., Ivison, R.J., Smith, G.P., Smail, I., Serjeant, S., Almaini, O., & Lawrence, A. 2004, *MNRAS*, 350, 769
- Dunham, T. 1937, *PASP*, 49, 26
- Eckart, A., Downes, D., Genzel, R., Harris, A.I., Jaffe, D.T., & Wild, W. 1990, *ApJ*, 348, 434
- Eggen, O.J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748
- Ehrenfreund, P. & Charnley, S.B. 2000, *ARA&A*, 38, 427
- Elias, J.H., Neugebauer, G., Werner, M.W., Ennis, D.J., Gezari, D.Y., Houck, J.R., Matthews, K., Nadeau, D., Hauser, M.G., & Lo, K.Y. 1978, *ApJ*, 220, 25
- Encrenaz, P.J., Stark, A.A., Combes, F., & Wilson, R.W., 1979, *A&A*, 78, L1
- Engelbracht, C.W., Rieke, M.J., Rieke, G.H., & Latter, W.B. 1996, *ApJ*, 467, 227
- Engelbracht, C.W., Rieke, M.J., & Rieke, G.H. 1998, *ApJ*, 505, 639
- Ferguson, A.M.N., Wyse, R.F.G., Gallagher, J.S. III, & Hunter, D.A. 1998, *ApJ*, 506, L19
- Figier, D.F., McLean, I.S., & Morris, M. 1999, *ApJ*, 514, 202
- Field, G.B., Somerville, W.B., & Dressler, K. 1966, *ARA&A*, 4, 207
- Flower, D.R., Pineau des Forêts, G., & Walmsley, C.M. 1995, *A&A*, 294, 815
- Forbes, D.A., Ward, M.J., & Depoy, D.L. 1991, *ApJ*, 380, L63
- Forbes, D.A. & Depoy, D.L. 1992, *A&A*, 259, 97
- Forbes, D.A., Ward, M.J., Rotaciuc, V., Blietz, M., Genzel, R., Drapatz, S., van der Werf, P.P., & Krabbe, A. 1993, *ApJ*, 406, L11
- Forbes, D.A., Polehampton, E., Stevens, I.R., Brodie, J.P., & Ward, M.J. 2000, *MNRAS* 312, 689
- Fossé, D., Cesarsky, D., Gerin, M., Lequeux, J., & Tiné, S. 2000, *ISO beyond the peaks: The 2nd ISO workshop on analytical spectroscopy*, ed. A. Salama, M. F. Kessler, K. Leech, & B. Schulz, *ESA-SP* 456, 91
- Fouqué, P. & Bertin, E. 1995, *ApL&C*, 31, 31
- Franco, G. 1989, *A&A*, 223, 313
- Frayer, D.T., Seaquist, E.R., & Frail, D.A. 1998, *AJ*, 115, 559
- Freedman, W.L., Hughes, S.M., Madore, B.F., Mould, J.R., Lee, M.G., Stetson, P., Kennicutt, R.C., Turner, A., Ferrarese, L., Ford, H., Graham, J.A., Hill, R., Hoessel, J.G., Huchra, J., & Illingworth, G.D. 1994, *ApJ*, 427, 628
- Frerking, M.A., Linke, R.A., & Thaddeus, P. 1979, *ApJ*, 234, 143
- Frerking, M.A., Wilson, R.W., Linke, R.A., & Wannier, P.G. 1980, *ApJ*, 240, 65

BIBLIOGRAFÍA

- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., & Cernicharo, J. 1990, *A&A*, 237, 471
- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Cernicharo, J., & Bachiller, R. 1993, *A&A*, 276, 473
- Fuente, A., Rodríguez-Franco, A., & Martín-Pintado, J. 1996, *A&A*, 312, 599
- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Rodríguez-Fernández, N.J., Rodríguez-Franco, A., de Vicente, P., & Kunze, D. 1999, *ApJ*, 518, 45
- Fuente, A., Black, J.H., Martín-Pintado, J., Rodríguez-Franco, A., García-Burillo, S., Planesas, P., & Lindholm, J. 2000, *ApJ*, 545, L113
- Fuente, A., Rodríguez-Franco, A., García-Burillo, S., Martín-Pintado, J., & Black, J.H. 2003, 406, 899
- Fuente, A., García-Burillo, S., Gerin, M., Teysier, D., Usero, A., Rizzo, J.R., & de Vicente, P. 2005, *ApJ*, 619, L158
- Friedel, D.N., Snyder, L.E., Turner, B.E., & Remijan, A. 2004, *ApJ*, 600, 234
- Gallego, J., Zamorano, J., Aragón-Salamanca, A., & Rego, M. 1995, *ApJ*, 445, L1
- García-Burillo, S., Martín-Pintado, J., Fuente, A., & Neri, R. 2000, *A&A*, 355, 499
- García-Burillo, S., Martín-Pintado, J., Fuente, A., & Neri, R. 2001, *ApJ*, 563, L27
- García-Burillo, S., Martín-Pintado, J., Fuente, A., & Usero, A. 2002, *ApJ*, 575, L55
- Gardner, F.F. & Whiteoak, J.B. 1974, *Nature*, 247, 526
- Geballe, T.R., Baas, F., Greenberg, J.M., & Schutte, W. 1985, *A&A*, 146, L6
- Genzel, R., Lutz, D., Sturm, E., Egami, E., Kunze, D., Moorwood, A.F.M., Rigopoulou, D., Spoon, H.W.W., Sternbert, A., Tacconi-Garman, L.E., Tacconi, L., & Thatte, N. 1998, *ApJ*, 498, 579
- Genzel, R., Schödel, R., Ott, T., Eisenhauer, F., Hofmann, R., Lehnert, M., Eckart, A., Alexander, T., Sternberg, A., Lenzen, R., Clénet, Y., Lacombe, F., Rouan, D., Renzini, A., & Tacconi-Garman, L.E. 2003, *ApJ*, 594, 812
- Gerin, M., Viala, Y., Pauzat, F., & Ellinger, Y. 1992, *A&A*, 266, 463
- Gerin, M., Viala, Y., & Casoli, F. 1993, *A&A*, 268, 212
- Goicoechea, J.R., Martín-Pintado, J., & Cernicharo, J. 2005, *ApJ*, 619, 291
- Goldsmith, P.F. & Langer, W.D. 1999, *ApJ*, 517, 209
- Gottesman, S.T. & Weliachew, L. 1977, *ApJ*, 211, L57
- Gottlieb, C.A., Ball, J.A., Gottlieb, E.W., Lada, C.J., & Penfield, H. 1975, *ApJ*, 200, 147
- Greaves, J.S. & White, G.J. 1991, *A&AS*, 91, 237
- Greve, T.R., Bertoldi, F., Smail, I., Neri, R., Chapman, S.C., Blain, A.W., Ivison, R.J., Genzel, R., Omont, A., Cox, P., Tacconi, L., & Kneib, J.-P. 2005, *MNRAS*, 359, 1165
- Güsten, R. & Downes, D. 198, *A&A*, 87, 6
- Güsten, R., Walmsley, C.M., & Pauls, T. 1981, *A&A*, 103, 197
- Güsten, R., Henkel, C., & Batrla, W. 1985, *A&A*, 149, 195
- Güsten, R. 1989, *IAU Symp.* 136, *The Center of the Galaxy*, ed. Mark Morris (Dordrecht: Kluwer), 89
- Güsten, R., Serabyn, E., Kasemann, C., Schinckel, A., Schneider, G., & Schulz, A. 1993, *ApJ*, 402, 537
- Halfen, D.T., Apponi, A.J., & Ziurys, L.M. 2001, *ApJ*, 561, 244
- Hartquist, T.W., Menten, K.M., Lepp, S., & Dalgarno, A. 1995, *MNRAS*, 272, 184

- Harris, A.I., Hills, R.E., Stutzki, J., Graf, U.U., Russell, A.P.G., & Genzel, R. 1991, *ApJ*, 382, L75
- Harris, A.I., Avery, L.W., Schuster, K.-F., Tacconi, L.J., & Genzel, R. 1996, *ApJ* 446, L85
- Harrison, A., Henkel, C., & Russell, A. 1999, *MNRAS*, 303, 157
- Hasegawa, T., Sato, F., Whiteoak, J.B., & Miyawaki, R. 1994, *ApJ*, 429, L77
- Hatchell, J., Thompson, M.A., Millar, T.J., & Macdonald, G.H. 1998, *A&A*, 338, 713
- Hatchell, J. & Viti, S. 2002, *A&A*, 381, L33
- Heckman, T.M., Robert, C., Leitherer, C., Garnett, D. R., & van der Rydt, F. 1998, *ApJ*, 503, 646
- Heckman, T.M., Armus, L., & Miley, G.K. 1990, *ApJS*, 74, 833
- Heikkilä, A., Johansson, L. E. B., & Olofsson, H. 1999, *A&A*, 344, 817
- Helmich, F.P. & van Dishoeck, E.F. 1997, *ApJS* 124, 205
- Henkel, C. & Bally, J. 1985, *A&A*, 150, L27
- Henkel, C., Jacq, T., Mauersberger, R., Menten, K.M., & Steppe, H. 1987, *A&A*, 188, L1
- Henkel, C., Mauersberger, R., & Schilke, P. 1988, *A&A*, 201, L23
- Henkel, C., Mauersberger, R., Wiklind, T., Hüttemeister, S., Lemme, C., & Millar, T.J. 1993, *A&A*, 268, L17
- Henkel, C., Whiteoak, J.B., & Mauersberger, R. 1994, *A&A*, 284, 17
- Henkel, C., Chin, Y.-N., Mauersberger, R., & Whiteoak, J.B. 1998, *A&A*, 329, 443
- Henkel, C., Mauersberger, R., Peck, A.B., Falcke, H., & Hagiwara, Y. 2000, *A&A*, 361, L45
- Henkel, C., Tarchi, A., Menten, K.M., & Peck, A.B. 2004 *A&A*, 414, 117
- Herbst, E., Defrees, D.J., & Koch, W. 1989, *MNRAS*, 237, 1057
- Herbst, E. & Leung, C.M. 1989, *ApJS*, 69, 271
- Hildebrand R.H., Whitcomb S.E., Winston R., Stiening R.F., Harper D.A., & Moseley S. H. 1977, *ApJ* 216, 698
- Hirahara, Y., Suzuki, H., Yamamoto, S., Kawaguchi, K., Kaifu, N., Ohishi, M., Takano, S., Ishikawa, S.-I., & Masuda, A. 1992, *ApJ*, 394, 539
- Ho, P.T.P., Martin, R.N., Henkel, C., & Turner, J.L. 1987, *ApJ*, 320, 663
- Hogerheijde, M.R., Jansen, D.J., & van Dishoeck, E.F. 1995 *A&A*, 294, 792
- Hollenbach, D.J. & Tielens, A.G.G.M. 1997, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 179
- Holland, W.S., Robson, E.I., Gear, W.K., Cunningham, C.R., Lightfoot, J.F., Jenness, T., Ivison, R.J., Stevens, J.A., Ade, P.A.R., Griffin, M.J., Duncan, W.D., Murphy, J.A., & Naylor, D.A. 1999, *MNRAS*, 303, 659
- Holmberg, E. 1950, *Medd. Lunds Astron. Obs. Ser. II*, 128, 1
- Hoopes, C.G., Walterbos, R.A.M., & Greenwalt, B.E. 1996, *AJ*, 112, 1429
- Houghton, S., Whiteoak, J.B., Koribalski, B., Booth, R., Wiklind, T., & Wielebinski, R. 1997, *A&A*, 325, 923
- Huang, J.H., Gu, Q.S., Su, H.J., Hawarden, T.G., Liao, X.H., & Wu, G.X. 1996, *A&A*, 313, 13
- Huchra, J. 1977, *ApJS*, 35, 171
- Hughes, D.H., Serjeant, S., Dunlop, J., Rowan-Robinson, M., Blain, A., Mann, R.G., Ivison, R., Peacock, J., Efstathiou, A., Gear, W., Oliver, S., Lawrence, A., Longair, M., Goldschmidt, P., & Jenness, T. 1998, *Nature*, 394, 241
- Hurt, R.L., Turner, J.L., Ho, P.T.P., & Martin, R.N. 1993, *ApJ*, 404, 602

BIBLIOGRAFÍA

- Hüttemeister, S., Henkel, C., Mauersberger, R., Brouillet, N., Wiklind, T., & Millar, T.J. *A&A*, 1995, 295, 571
- Hüttemeister, S., Mauersberger, & R., Henkel, C. 1997, *A&A*, 326, 59
- Hüttemeister, S., Dahmen, G., Mauersberger, R., Henkel, C., Wilson, T. L., & Martín-Pintado, J. 1998, *A&A*, 334, 646
- Ichikawa, T., Yanagisawa, K., Itoh, N., Tarusawa, K., van Driel, W., & Ueno, M. 1995, *AJ*, 109, 2038
- IRAS 1989, Cataloged Galaxies and Quasars observed in the IRAS survey, Fullmer, L. & Lonsdale, C., JPL D-1932, Version 2
- Irvine, W.M., Goldsmith, P.F., & Hjalmarsen, Å. 1987, in *Interstellar Processes*, ed. D. J. Hollenbach & H. A. Thronson, Jr. (Dordrecht: Reidel), 561
- Ishizuki, S., Kawabe, R., Ishiguro, M., Okumura, S. K., & Morita, K. 1990, *Nature*, 344, 224
- Isobe, S. 1970, *PASJ*, 22, 429
- Israel, F.P. & Baas, F, 2001, *A&A*, 371, 433
- Iverson R.J., Smail I., Le Borgne J.-F., Blain A.W., Kneib J.-P., Bézecourt J., Kerr T.H., & Davies J.K. 1998, *MNRAS*, 298, 583
- Iverson R.J., Smail I., Barger A., Kneib J.-P., Blain A.W., Owen F.N., Kerr T.H., & Cowie L.L. 2000, *MNRAS*, 315, 209
- Iverson, R.J., Greve, T.R., Smail, I., Dunlop, J.S., Roche, N.D., Scott, S.E., Page, M.J., Stevens, J.A., Almaini, O., Blain, A.W., Willott, C.J., Fox, M.J., Gilbank, D.G., Serjeant, S., & Hughes, D.H. 2002, *MNRAS*, 337, 1
- Iverson, R.J., Smail, I., Dunlop, J.S., Greve, T.R., Swinbank, A.M., Stevens, J.A., Mortier, A.M.J., Serjeant, S., Targett, T.A., Bertoldi, F., Blain, A.W., & Chapman, S.C. 2005, *MNRAS*, 364, 1025
- James, P.A., Shane, N.S., Beckman, J.E., Cardwell, A., Collins, C.A., Etherton, J., de Jong, R.S., Fathi, K., Knapen, J.H., Peletier, R.F., Percival, S.M., Pollacco, D.L., Seigar, M.S., Stedman, S., & Steele, I.A. 2004, *A&A*, 414, 23
- Jarrett, T.H., Chester, T., Cutri, R., Schneider, S.E., & Huchra, J.P. 2003, *AJ*, 125, 525
- Jansen, D.J., Spaans, M., Hogerheijde, M.R., & van Dishoeck, E.F. 1995, *A&A*, 303, 541
- Jacq, T., Baudry, A., Walmsley, C.M., & Caselli, P, 1999, *A&A*, 347, 957
- Jewell, P.R., Hollis, J.M., Lovas, F.J., & Snyder, L.E. 1989, *ApJS*, 70, 833
- Johansson, L. E. B., Andersson, C., Ellder, J., Friberg, P., Hjalmarsen, A., Hoglund, B., Irvine, W. M., Olofsson, H., & Rydbeck, G. 1984, *A&A*, 130, 227
- Johansson, L.E.B. 1991, *IAU Symp.* 146, Dynamics of galaxies and their molecular cloud distributions, eds. F.Combes & F.Casoli (Dordrecht: Kluwer), 272
- Johnston, K.J., Palmer, P., Wilson, T.L., & Bieging, J.H. 1983, *ApJ*, 271, L89
- Johnstone, D., Boonman, A.M.S., & van Dishoeck, E.F. 2003, *A&A*, 412, 157
- Joseph, R.D. & Wright, G.S. 1985, *MNRAS*, 214, 87
- Joy, M., Lester, D.F., & Harvey, P.M. 1987, *ApJ*, 319, 314
- Kaifu, N., Ohishi, M., Kawaguchi, K., Saito, S., Yamamoto, S., Miyaji, T., Miyazawa, K., Ishikawa, S.-I., Noumaru, C., Harasawa, S., Okuda, M., & Suzuki, H. 2004, *PASJ*, 56, 69
- Kalenskii, S.V., Slysh, V.I., Goldsmith, P.F., & Johansson, L.E.B. 2004, *ApJ*, 610, 329
- Karachentsev I., Drozdovsky I., Kajsin S., Takalo, L.O., Heinamaki, P., & Valtonen, M. 1997, *A&AS* 124, 559
- Karachentsev, I.D., Sharina, M.E., Dolphin, A.E., & Grebel, E.K. 2003, *A&A*, 408, 111

- Kennicutt, R.C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, R.C. 1998, *ApJ*, 498, 541
- Kennicutt, R.C., Lee, J.C., Akiyama, S., Funes, J.G., & Sakai, S. 2005, in *The Evolution of Starbursts, The 331st Wilhelm and Else Heraeus Seminar*, AIP Conference Proceedings, Volume 783, 3
- Kerr, F.J. & Lynden-Bell, D. 1986, *MNRAS*, 221, 1023
- Kessler, M.F., Steinz, J.A., Anderegg, M.E., Clavel, J., Drechsel, G., Estaria, P., Faelker, J., Riedinger, J.R., Robson, A., Taylor, B.G., & Ximénez de Ferrán, S. 1996, *A&A*, 315, 27
- Keto, E., Hora, J. L., Fazio, G.G., Hoffmann, W., & Deutsch, L. 1999, *ApJ*, 518, 183
- Kim, H.R., Chung, H.S., Cho, S.H., Roh, D.G., Kim, H.-G., & Minh, Y.C. 1999, in *Astrochemistry: From Molecular Clouds to Planetary Systems*, IAU Symposium 197 contributed papers, eds. J.S. Kim et al., *Korea Astron Obs.*, 141
- Kim, H.D., Cho, S.H., Chung, H.S., Kim, H.R., Roh, D.G., Kim, H.G., Minh, Y.C., & Minn, Y.K. 2000, *ApJS* 131, 483
- Kim, H.D., Cho, S.H., Lee, C.-W., & Burton, M.G. 2001, *JKAS*, 34, 167
- Knapen, J.H., Beckman, J.E., Heller, C.H., Shlosman, I., & de Jong, R.S. 1995, *ApJ*, 454, 623
- Koribalski, B., Whiteoak, J.B., & Houghton, S. 1995, *PASA*, 12, 20
- Krabbe, A., Genzel, R., Eckart, A., Najarro, F., Lutz, D., Cameron, M., Kroker, H., Tacconi-Garman, L.E., Thatte, N., Weitzel, L., Drapatz, S., Geballe, T., Sternberg, A., & Kudritzki, R. 1995, *ApJ*, 447, L95
- Kreysa, E., Gemuend, H-P, Gromke, J., Haslam, C.G., Reichertz, L., Haller, E.E., Beeman, J.W., Hansen, V., Sievers, A., & Zylka, R. 1998, *Proc. SPIE*, 3357, 319
- Kronberg, P.P., Biermann, P., & Schwab, F.R. 1985, *ApJ*, 291, 693
- Lada, E.A., Bally, J., & Stark, A.A. 1991, *ApJ*, 368, 432
- Lada, C.J. 1999, in *The Origion of Stars and Planetary Systems*, eds. C.J.Lada and N.D.Kylafis (Dordrecht:Kluwer), 143
- Lanzetta, K.M., Yahata, N., Pascarelle, S., Chen, H., & Fernández-Soto, A. 2002, 570, 492
- Larson, R.B. & Tinsley, B.M. 1978, *ApJ*, 219 46
- Le Teuff, Y.H., Millar, T.J., & Markwick, A.J. 2000, *A&AS*, 146, 157
- Lee, H.-H., Bettens, R.P.A., & Herbst E. 1996, *A&AS*, 119, 111
- Lee, C.W., Cho, S.-H., & Lee, S.-M. 2001, *ApJ*, 551, 333
- Lee, C.W. & Cho, S.-H. 2002, *JKAS*, 35, 187
- Leitherer, C., Walborn, N., Heckman, T., & Norman, C. 1991, *Massive Stars in Starburst Galaxies* (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- Lepp, S. & Dalgarno, A. 1996, *A&A*, 306, L21
- Lis D.C. & Goldsmith P.F., 1989, *ApJ*, 337, 704
- Lis D.C. & Goldsmith P.F., 1990, *ApJ*, 356, 195
- Lis, D.C. & Carlstrom, J.E. 1994, *ApJ*, 424, 189
- Liszt, H.S. & Turner, B.E. 1978, *ApJ*, 224, L73
- Lo, K.Y., Berge, G.L., Claussen, M.J., Heiligman, G.M., Leighton, R.B., Masson, C.R., Moffet, A.T., Phillips, T.G., Sargent, A.I., Scott, S.L., Wannier, P.G., & Woody, D.P. 1984, *ApJ*, 282, L59
- Lovas, F.J. 1984, *Spectral Line Atlas of Interstellar Molecules* (Gaithersburg: National Inst. Standards and Technology) Magnetic Tape version T84
- Lovas, F.J. 1992, *J. Phys. Chem. Ref. Data*, 21, 181
- Lovas, F.J. 2004, *J. Phys. Chem. Ref. Data*, 33, 177

BIBLIOGRAFÍA

- Lugten, J.B., Watson, D.M., Crawford, M.K., & Genzel, R. 1986, *ApJ*, 311, L51
- Lynds, C.R. & Sandage, A.R. 1963, *ApJ*, 137, 1005
- Macdonald, G.H., Gibb, A.G., Habing, R.J., & Millar, T.J. 1996, *A&AS* 119, 333
- Madau, P., Pozzetti, L., & Dickinson, M. 1998, *ApJ*, 498, 106
- Maeda, Y., Baganoff, F.K., Feigelson, E.D., Morris, M., Bautz, M.W., Brandt, W.N., Burrows, D.N., Doty, J.P., Garmire, G.P., Pravdo, S.H., Ricker, G.R., & Townsley, L.K. 2002, *ApJ*, 570, 671
- Maffei, P. 1968, *PASP*, 80, 618
- Magain, P. & Gillet, D. 1987, *A&A*, 184, L5
- Maiolino, R., Risaliti, G., & Salvati, M. 1999, *A&A*, 341, L35
- Mao, R.Q., Henkel, C., Schulz, A., Zielinsky, M., Mauersberger, R., Störzer, H., Wilson, T.L., & Gensheimer, P. 2000, *A&A*, 358, 433
- Martin, C.L. & Kennicutt, R.C. 2001, *ApJ*, 555, 301
- Martin, R.N. & Ho, P.T.P. 1979, *A&A*, 74, L7
- Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., García-Burillo, S., & Henkel, C. 2003, *A&A*, 411, L465
- Martín, S., Martín-Pintado, J., Mauersberger, R., Henkel, C., & García-Burillo, S. 2005, *ApJ*, 620, 210
- Martín, S., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., Henkel, C., & García-Burillo, S. 2006, *ApJS*, (astro-ph/0602360)
- Martín, S., Martín-Pintado, J., & Mauersberger, R. 2006b, *A&A*, 450, L13
- Martín-Pintado, J., Bachiller, R., & Fuente, A. 1992, *A&A*, 254, 315
- Martín-Pintado, J., de Vicente, P., Fuente, A., & Planesas, P. 1997, *ApJ*, 482, L45
- Martín-Pintado, J., Gaume, R., Rodríguez-Fernández, N.J., de Vicente, P., & Wilson, T.L. *ApJ*, 1999, 519, 667
- Martín-Pintado, J., Rizzo, J.R., de Vicente, P., Rodríguez-Fernández, N.J., & Fuente, A. 2001, *ApJ*, 548, L65
- Matsushita, S., Kawabe, R., Matsumoto, H., Tsuru, T.G., Kohno, K., Morita, K.-I., Okumura, S.K., & Vila-Vilaró, B. 2000, *ApJ*, 545, L107
- Mattila, S. & Meikle, W.P.S. 2001, *MNRAS*, 324, 325
- Mauersberger, R. & Henkel, C. 1989a, *A&A*, 223, 79
- Mauersberger, R., Henkel, C., Wilson, T.L., & Harju, J. 1989b, *A&A*, 226, L5
- Mauersberger, R., Henkel, C., & Sage, L.J. 1990, *A&A*, 236, 63
- Mauersberger, R. & Henkel, C. 1991, *A&A*, 245, 457
- Mauersberger, R., Henkel, C., Walmsley, C.M., Sage, L.J., & Wiklind, T. 1991, *A&A*, 247, 307
- Mauersberger, R. & Henkel, C. 1993, *Rev. Modern Astron.* 6, 69
- Mauersberger, R., Henkel, C., & Chin, Y.-N. 1995, *A&A*, 294, 23
- Mauersberger, R., Henkel, C., Wielebinski, R., Wiklind, T. & Reuter, H.-P. 1996, *A&A*, 305, 421
- Mauersberger, R., Henkel, C., Walsh, W., & Schulz, A. 1999, *A&A*, 341, 256
- Mauersberger, R., Henkel, C., Weiß, A., Peck, A.B., & Hagiwara, Y. 2003, *A&A*, 403, 561
- Mayya, Y.D., Carrasco, L., & Luna, A. 2005, *ApJ*, 628, L33
- Meurer, G.R., Heckman, T.M., Lehnert, M.D., Leitherer, C., & Lowenthal, J. 1997, *AJ*, 114, 54

- McCall, M.L. 1989, *AJ*, 79, 1341
- McCarthy, P.J., Heckman, T.M., & van Bruegel, W. 1987, *AJ*, 93, 264
- McGonagle, D., Irvine, W.M., & Ohishi, M. 1994, *ApJ*, 422, 621
- McGonagle, D. & Irvine, W.M. 1997 *ApJ*, 477, 711
- McKeith, C. D., Greve, A., Downes, D., & Prada, F. 1995, *A&A*, 293, 703
- Meier, D. S., Turner, J. L., & Hurt, R. L. 2000, *ApJ*, 531, 200
- Meier, D.S. & Turner, J.L. 2001, *ApJ*, 551, 687
- Meier, D.S & Turner, J.L. 2005, *ApJ*, 618, 259
- Melia, F. & Falcke, H. 2001, *ARA&A*, 39, 309
- Melo, V.P., Pérez-García, A.M., Acosta-Pulido, J.A., Muñoz-Tuñón, C., & Rodríguez Espinosa J.M. 2002, *ApJ* 574, 709
- Menten, K.M., Walmsley, C.M., Henkel, C., & Wilson, T.L. 1988, *A&A*, 198, 253
- Mezger, P.G., Duschl, W.J., & Zylka, R. 1996, *A&AR*, 7, 289
- Miao, Y., Mehringer, D.M., Kuan, Y.-J., & Snyder, L.E. 1995, *ApJ*, 445, L59
- Mihos, J.C. & Hernquist, L. 1996, *ApJ*, 464, 641
- Millar, T.J. 1990, in *Molecular Astrophysics*, Ed. T.W. Hartquist, (Cambridge, UK: Cambridge University Press), 115
- Millar, T.J., Herbst, E., & Charnley, S.B. 1991, *ApJ*, 369, 147
- Millar, T.J., Macdonald, G.H., & Gibb, A.G. 1997, *A&A*, 325, 1163
- Millar, T.J. 2002, *Plan. & Space Sci.* 50, 1189
- Minh, Y.C., Irvine, W.M., McGonagle, D., & Ziurys, L.M. 1990, *ApJ*, 360, 136
- Minh, Y.C., Ziurys, L.M., Irvine, W.M., & McGonagle, D. 1991, *ApJ*, 366, 192
- Morris, M. & Yusef-Zadeh, F. 1989, *ApJ*, 343, 703
- Morris, M. & Serabyn, E. 1996, *ARA&A* 34, 645
- Motte, F., André, P., & Neri, R. 1998, *A&A*, 336, 150
- Mouhcine, M., Ferguson, H.C., Rich, R.M., Brown, T.M., & Smith, T.E. 2005, *ApJ*, 633, 810
- Murphy, T.W., Armus, L., Matthews, K, Soifer, B.T., Mazzarella, J.M., Shupe, D.L., Strauss, M.A., & Neugebauer, G. 1996, *AJ*, 111, 1025
- Nakada, Y., Deguchi, S., Hashimoto, O., Izumiura, H., Onaka, T., Sekiguchi, K., & Yamamura, I. 1991, *Nature*, 353, 140
- Nakai, N., Hayashi, M., Handa, T., Sofue, Y., & Hasegawa, T. 1987, *PASJ*, 39, 685
- Negishi, T., Onaka, T., Chan, K.-W., & Roellig, T.L. 2001, *A&A* 375, 566
- Neininger, N., Guélin, M., Klein, U., García-Burillo, & Wielebinski, R. 1998, *A&A*, 339, 737
- Neri, R., Genzel, R., Ivison, R.J., Bertoldi, F., Blain, A.W., Chapman, S.C., Cox, P., Greve, T.R., Omont, A., & Frayer, D.T. 2003, *ApJ*, 597, L113
- Nishiyama, S., Nagata, T., Baba, D., Haba, Y., Kadowaki, R., Kato, D., Kurita, M., Nagashima, C., Nagayama, T., Murai, Y., Nakajima, Y., Tamura, M., Nakaya, H., Sugitani, K., Naoi, T., Matsunaga, N., Tanabé, T., Kusakabe, N., & Sato, S. 2005, *ApJ*, 621, 105
- Noguchi, M. 1988, *A&A*, 203, 259
- Nummelin, A., Bergman, P., Hjalmarsen, Å., Friberg, P., Irvine, W.M., Millar, T.J., Ohishi, M., & Saito, S. 1998, *ApJS*, 117, 427
- Nummelin, A., Bergman, P., Hjalmarsen, Å., Friberg, P., Irvine, W.M., Millar, T.J., Ohishi, M., & Saito, S. 2000, *ApJS*, 128, 213
- Nummelin, A., Bergman, P., Hjalmarsen, Å., Friberg, P., Irvine, W.M., Millar, T.J., Ohishi, M., & Saito, S. 2001, *ApJS*, 132, 127

BIBLIOGRAFÍA

- Nguyen-Q-Rieu, Nakai, N., & Jackson, J.M. 1989, *A&A*, 220, 57
- Nguyen-Q-Rieu, Henkel, C., Jackson, J.M., & Mauersberger, R. 1991, *A&A*, 241, L33
- Nguyen-Q-Rieu, Jackson, J.M., Henkel, C., Truong-Bach, & Mauersberger, R. 1992, *ApJ*, 399, 521
- Ohishi, M., Irvine, W. M., & Kaifu, N. 1992, in *IAU Symp. 150, Astrochemistry of Cosmic Phenomena*, ed. P.D. Singh (Dordrecht: Kluwer), 171
- Ohishi, M. & Kaifu, N. 1999, in *Astrochemistry: From Molecular Clouds to Planetary Systems*, IAU Symposium 197 contributed papers, eds. J.S. Kim et al., *Korea Astron Obs.*, 143
- Oka, T., Hasegawa, T., Sato, F., Tsuboi, M., & Miyazaki, A. 1998, *ApJS*, 118, 455
- Oka, T., White, G.J., Hasegawa, T., Sato, F., Tsuboi, M., & Miyazaki, A. 1999, *ApJ*, 515, 2490
- Ott, J., Weiß, A., Henkel, C., & Walter, F. 2005, *ApJ*, 629, 767(astro-ph/0505143)
- Ott, M., Whiteoak, J. B., Henkel, C., & Wiełbinski, R. 2001, *A&A*, 372, 463
- Pagani, L., Lagache, G., Bacmann, A., Motte, F., Cambrésy, L., Fich, M., Teyssier, D., Miville-Deschênes, M.-A., Pardo, J.-R., Apponi, A.J., & Stepnik, B. 2003, *A&A*, 406, L59
- Pagani, L., Bacmann, A., Motte, F., Cambrésy, L., Fich, M., Lagache, G., Miville-Deschênes, M.-A., Pardo, J.-R., & Apponi, A.J. 2004, *A&A*, 417, 605
- Pagani, L., Pardo, J.-R., Apponi, A.J., Bacmann, A., & Cabrit, S. 2005, *A&A*, 429, 181
- Paglione, T.A.D., Tosaki, T., & Jackson, J.M. 1995, *ApJ*, 454, L117
- Paglione T.A.D., Marscher A.P., Jackson J.M., & Bertsch D.L. 1996, *ApJ* 460, 295
- Paglione, T.A.D., Yam, O., Tosaki, T., & Jackson, J.M. 2004, *ApJ*, 611, 835
- Palumbo, M.E., Tielens, A.G.G.M., & Tokunaga, A.T. 1995, *ApJ*, 449, 674
- Pavlidou, V., & Fields, B. 2001, *ApJ*, 558, 63
- Petuchowski, S.J. & Bennett, C.L. 1992, *ApJ*, 391, 137
- Pence, W.D. 1981, *ApJ*, 247, 473
- Peng, R., Zhou, S., Whiteoak, J. B., Lo, K. Y., & Sutton, E. C. 1996, *ApJ*, 470, 821
- Peters, W.L. 1975, *ApJ*, 195, 617
- Pety, J., Teyssier, D., Fosse, D., Gerin, M., Roueff, E., Abergel, A., Habart, E., & Cernicharo, J. 2005, *A&A*, 435, 885
- Pickett, H.M., Poynter, R.L., Cohen, E.A., et al. 1998, *J. Quant. Spectrosc. & Rad. Transfer* 60, 883
- Pietsch, W., Roberts, T.P., Sako, M., Freyberg, M.J., Read, A.M., Borozdin, K.N., Branduardi-Raymont, G., Cappi, M., Ehle, M., Ferrando, P., Kahn, S.M., Ponman, T.J., Ptak, A., Shirey, R.E., & Ward, M. 2001, *A&A*, 365, L174
- Pineau des Forêts, G., Roueff, E., & Flower, D.R. 1989, *MNRAS* 240, 167
- Pineau de Forêts, G., Roueff, E., Schilke, P., & Flower, D.R. 1993, *MNRAS*, 262, 915
- Pontoppidan, K.M., Dartois, E., van Dishoeck, E.F., Thi, W.-F., & d'Hendecourt, L. 2003, *A&A*, 404, L17
- Pottage, J.T., Flower, D.R., & Davis, S.L. 2004, *MNRAS*, 352, 39
- Pratap, P., Dickens, J.E., Snell, R.L., Miralles, M.P., Bergin, E.A., Irvine, W.M., & Schloerb F.P. 1997, *ApJ*, 486, 862
- Puche D., Carignan, C., & van Gorkom, J.H. 1991, *AJ*, 101, 456
- Puxley, P.J., Mountain, C.M., Brand, P.W.J.L., Moore, T.J.T., & Nakai, N. 1997, *ApJ*, 485, 143

- Regan, M.W. & Vogel, S.N. 1995, *ApJ*, 452, L21
- Reid, M.J. 1993, *ARA&A*, 31, 345
- Requena-Torres, M.A., Martín-Pintado, J., Rodríguez-Franco, A., Martín, S., Rodríguez-Fernández, N. J., & de Vicente, P. 2006, *A&A*, enviado
- Rickard, L.J., Palmer, P., Morris, M., Zuckerman, B., & Turner, B.E. 1975, *ApJ*, 199, L75
- Rickard, L.J., Palmer, P., Turner, B.E., Morris, M., & Zuckerman, B. 1977a, *A&A*, 214, 390
- Rickard, L.J., Turner, B.E., & Palmer, P., 1977b, *ApJ*, 218, L51
- Rieke G.H., Harper D.A., Low F.J., & Armstrong K.R. 1973, *ApJ* 83, L67
- Rieke, G.H. & Lebofsky, M.J. 1978, *ApJ*, 220, L37
- Rieke, G.H., Lebofsky, M.J., Thompson, R.I., Low, F.J., & Tokunaga, A.T. 1980, *ApJ*, 238, 24
- Rieke, G. H., Loken, K., Rieke, M. J., & Tamblyn, P. 1993, *ApJ*, 412, 99
- Rigopoulou, D., Kunze, D., Lutz, D., Genzel, R., & Moorwood, A.F.M. 2002, *A&A*, 389, 374
- Rockefeller, G., Fryer, C.L., Melia, F., & Warren, M.S. 2004, *ApJ*, 604, 662
- Rodríguez-Fernández, N.J., Martín-Pintado, J., Fuente, A., de Vicente, P., Wilson, T.L., & Hüttemeister, S. 2001, *A&A*, 365, 174
- Rodríguez-Fernández, N.J., Martín-Pintado, J., Fuente, A., & Wilson, T.L. 2004, *A&A*, 427, 217
- Rodríguez-Fernández, N.J. & Martín-Pintado, J. 2005, *A&A*, 429, 923
- Rosenthal, D., Bertoldi, F., & Drapatz, S. 2000, *A&A*, 356, 705
- Sage, L.J., Henkel, C., & Mauersberger, R. 1991, *A&A*, 249, 31
- Sage, L.J. & Ziurys, L.M. 1995, *ApJ*, 447, 625
- Sanders, D.B., Soifer, B.T., Elias, J.H., Madore, B.F., Matthews, K., Neugebauer, G., & Scoville, N.Z. 1988, *ApJ*, 325,74
- Sanders, D.B. & Mirabel, I.F. 1996, *ARA&A*, 34, 749
- Sandage, A. & Tammann, G.A. 1974, *ApJ*, 194, 559
- Sandage, A. & Brucato, R. 1979, *AJ*, 84, 472
- Sandage, A.R. & Tamman, G.A. 1987, *A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies*, 2nd ed. (Carnegie Institution, Washington DC)
- Sakamoto, S., Handa, T., Sofue, Y., Honma, M., & Sorai, K. 1997, *ApJ*, 475, 134
- Sakamoto, K., Okumura, S.K., Ishizuko, S., & Scoville, N.Z. 1999, *ApJ*, 525, 691
- Sato, F., Hasegawa, T., Whiteoak, J.B., & Miyawaki, R. 2000, *ApJ*, 535, 857
- Schwarz, M.P. 1984, *MNRAS*, 209, 93
- Schilke, P., Groesbeck, T.D., Blake, G.A., & Phillips, T.G. 1997, *ApJS*, 108, 301
- Schilke, P., Benford, D.J., Hunter, T.R., Lis, D.C., & Phillips, T.G. 2001a, *ApJS*, 132, 281
- Schilke, P., Pineau des Forêts, G., Walmsley, C.M., & Martín-Pintado, J. 2001, *A&A*, 372, 291
- Schinnerer, E., Böker, T. , & Meier, D.S. 2003, *AJ*, 591, L115
- Schöier, F.L., Jørgensen, J.K., van Dishoeck, E.F., & Blake, G.A. 2002, *A&A*, 390, 1001
- Scoville, N.Z., Solomon, P.M., & Penzias, A.A. 1975, *ApJ*, 201, 352
- Scoville, N.Z., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Matthews, K., Young, J.S., & Yerka, J. 1985, *ApJ*, 289, 129
- Seaquist, E.R. & Bell, M.B. 1986, *ApJ*, 303, L67
- Seaquist, E. R. & Clark, J. 2001, *ApJ*, 552, 133

BIBLIOGRAFÍA

- Sekiguchi, K. 1987, *ApJ*, 316, 145
- Serabyn, E. & Weisstein, E.W. 1995, *ApJ* 451, 238
- Shen, J. & Lo, K.Y. 1995, *ApJ*, 445, L99
- Sheth, K., Vogel, S.N., Teuben, P.J., Harris, A.I., Regan, M.W., Thornley, M.D., & Helfer, T.T., in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2002, 267
- Shlosman, I, Frank, J., & Begelman, M.C. 1989, *Nature*, 338, 45
- Shlosman, I, Begelman, M.C., & Frank, J. 1990, *Nature*, 345, 679
- Shopbell, P.L. & Bland-Hawthorn, J. 1998, *ApJ*, 493, 129
- Shull, J.M. & Beckwith, S. 1982, *ARA&A*, 20, 163
- Smail I., Ivison R.J. & Blain A.W. 1997, *ApJ*, 490, L5
- Smail I., Ivison R.J., Kneib J.-P., Cowie L.L., Blain A.W., Barger A.J., Owen F.N., & Morrison G. 1999, *MNRAS*, 308, 1061
- Smail I., Ivison R.J., Owen F.N., Blain A. W., & Kneib J.-P., 2000, *ApJ*, 528, 612A
- Smail, I., Ivison, R.J., Blain, A.W., & Kneib, J.-P. 2002, *MNRAS*, 331, 495
- Smail I., Chapman S.C., Ivison R. J., Blain A.W., Takata T., Heckman T.M., Dunlop J.S., & Sekiguchi K. 2003, *MNRAS*, 342, 1185
- Soifer, B. T., Sanders, D., Madore, B., Neugebauer, G., Lonsdale, C., Persson, S. E., & Rice, W. 1987, *ApJ*, 320, 238
- Soifer, B.T., Boehmer, L., Neugebauer, G., & Sanders, D.B. 1989, *AJ*, 98, 766
- Sofue, Y., Doi, M., Ishizuki, S., Nakai, N., & Handa, T. 1988, *PASJ*, 40, 511
- Sofue, Y., 1990, *PASJ*, 42, 827
- Sofue, Y., Wakamatsu, K.-I., & Malin, D.F. 1994, *AJ*, 108, 2102
- Sofue, Y. 1998, *PASJ*, 50, 227
- Solomon, P.M. & de Zafra, R. 1975, *ApJ*, 199, L79
- Sorai, K., Nakai, N., Kuno, N., Nishiyama, K., & Hasegawa, T. 2000, *PASJ*, 52, 785
- Spinrad, H., Sargent, W.L.W., Oke, J.B., Neugebauer, G., Landau, R., King, I.R., Gunn, J.E., Garmire, G., & Dieter, N.H. 1971, *ApJ* ,163, L25
- Spinrad, H., Bahcall, J., Becklin, E.E., Gunn, J.E., Kristian, J., Neugebauer, G., Sargent, W.L.W., & Smith, H. 1973, *ApJ*, 180, 351
- Stark, A.A. & Wolff, R.S. 1979, *ApJ*, 229, 118
- Stüber, P., Doty, S.D., van Dishoeck, E.F., & Benz, A.O. 2005, *A&A*, 440, 949
- Strickland, D.K., Heckman, T.M., Weaver, K.A., & Dahlem, M. 2000, *AJ*, 120, 2965
- Strickland, D.K., Heckman, T.M., Weaver, K.A., Hoopes, C.G., & Dahlem, M. 2002, *ApJ*, 568, 689
- Strickland, D.K., Heckman, T.M., Colbert, E.J.M., Hoopes, C.G., & Weaver, K.A. 2004, *ApJ*, 606, 829
- Struck-Marcell, C. & Tinsley, B.M. 1978, *ApJ*, 221, 562
- Sugai, H., Davies, R.I., & Ward, M.J. 2003, *ApJ* 584, L9
- Sutton, E.C., Blake, G.A., Masson, C.R., & Phillips, T.G. 1985, *ApJS*, 58, 341
- Sutton, E.C., Peng, R., Danchi, W.C., Jaminet, P.A., Sandell, G., & Russell, A.P.G. 1995, *ApJS*, 97, 455
- Swings, P. & Rosenfeld, L. 1937, *ApJ*, 86, 483
- Takano, S., Nakai, N. & Kawaguchi, K. 1995, *PASJ*, 47 171
- Takano, S., Nakai, N., Kawaguchi, K., & Takano, T. 2000, *PASJ*, 52, L67
- Takano, S., Nakai, N., & Kawaguchi 2002, *PASJ*, 54, 195

- Telesco C.M. & Harper D.A., 1980, ApJ 235, 392
- Telesco, C. M. 1988, ARA&A, 26, 343
- Telesco, C.M., Joy, M., Dietz, K., Decher, R., & Campins, H. 1991, ApJ, 369, 135
- Telesco, C.M. & Gezari, D.Y. 1992, ApJ, 395, 461
- Thielemann, F.-K. & Arnett, W.D. 1985, ApJ, 295, 604
- Thompson, R.I., Lebovski, M.J., & Rieke, G.H. 1978, ApJ, 222, L49
- Thompson, M.A. & Macdonald, G.H. 1999, A&AS 135, 531
- Tielens, A.G.G.M. 1989, in IAU Symp. 135, Interstellar Dust, eds. L.J. Allamandola & A.G.G.M. Tielens (Dordrecht: Kluwer), 239
- Timmes, F.X., Woosley, S.E., & Weaver, T.A. 1995, ApJS, 98, 617
- Timmermann, R., Bertoldi, F., Wright, C.M., Drapatz, S., Draine, B.T., Haser, L., & Sternberg, A 1996, A&A, 315L, 281
- Tresse, L. & Maddox, S. J. 1998, ApJ, 495, 691
- Turner, B.E. 1985, ApJ, 299, 312
- Turner, B.E. 1989, ApJS, 70, 539
- Turner, B.E. 1991, ApJS, 76, 617
- Turner, B.E., Herbst, E., & Terzieva, R. 2000, ApJS, 126, 427
- Turner, J.L. & Ho, P.T.P. 1983, ApJ, 268, L79
- Turner, J. L. & Hurt, R. L. 1992, ApJ, 384, 72
- Turner, J. L., Hurt, R. L., & Hudson, D. Y. 1993, ApJ, 413, L19
- Ulvestad, J.S & Antonucci, R.R.J. 1997, ApJ, 488, 621
- Ulvestad J.S. 2000, ApJ 120, 27
- Usero, A., García-Burillo, S., Fuente, A., Martín-Pintado, J., & Rodríguez-Fernández, N.J. 2004, A&A, 419, 897
- Usero, A., García-Burillo, S., Martín-Pintado, J., Fuente, A., & Neri, R. 2006, A&A, 448, 457
- van den Ancker, M.E., Wesselius, P.R., Tielens, A.G.G.M., van Dishoeck, E.F., & Spinoglio, L. 1999, A&A, 348, 877
- van der Tak, F.F.S., Boonman, A.M.S., Braakman, R., & van Dishoeck, E.F. 2003, A&A, 412, 133
- van Dishoeck, E.F. & Blake, G.A. 1998, ARA&A, 36, 317
- van Dishoeck, E.F. 2001, The Promise of the Herschel Space Observatory, ed. G.L. Pilbratt, J. Cernicharo, A.M. Heras, T. Prusti, & R. Harris, ESA-SP, 460, 185
- Vidal-Madjar, A. 2002, Plan. & Space Sci. 50, 1161
- Viti, S., Caselli, P., Hartquist, T.W., & Williams, D.A. 2001, A&A, 370, 1017
- Viti, S., Natarajan, S., & Williams, D.A. 2002, MNRAS, 336, 797
- Wang, M., Henkel, C., Chin, Y.-N., Whiteoak, J., Cunningham, M., Mauersberger, R., & Muders, D. 2004, A&A, 422, 883
- Wakelam, V., Caselli, P., Ceccarelli, C., Herbst, E., & Castets, A. 2004, A&A, 422, 159
- Ward-Thompson, D., Kirk, J.M., Crutcher, R.M., Greaves, J.S., Holland, W.S., & André, P. 2000, ApJ, 537, L135
- Watson, A.M., Gallagher, J. S. III, Holtzman, J.A., Hester, J.J., Mould, J.R., Ballester, G.E., Burrows, C.J., Casertano, S., Clarke, J.T., Crisp, D., Evans, R., Griffiths, R.E., Hoessel, J.G., Scowen, P.A., Stapelfeldt, K.R., Trauger, J.T., Westphal, J.A. 1996, AJ, 112, 534
- Weaver, T.A. & Woosley, S.E., 1993, Phys.Rep. 227, 65
- Weaver, K.A., Heckman, T.M., Strickland, D.K., & Dahlem, M. 2002, ApJ, 576, L19

BIBLIOGRAFÍA

- Weedman, D.W., Feldman, F.R., Balzano, V.A., Ramsey, L.W., Sramek, R.A., & Wu, C.-C. 1981, *ApJ*, 248, 105
- Weinreb, S., Barrett, A.H., Meeks, M.L., & Henry, J.C. 1963, *Nature*, 200, 829
- Wei, A., Walter, F., Neininger, N., & Klein, U. 1999, *A&A*, 345, L23
- Wei, A., Neininger, N., Hüttemeister, S., & Klein, U. 2001, *A&A*, 365, 571
- Wei, A., Neininger, N., Henkel, C., Stutzki, J., & Klein, U. 2001, *ApJ*, 554, L143
- Weliachew, L. 1971, *ApJ*, 167, L47
- Weliachew, L., Fomalont, E.B., & Greisen, E.W. 1984, *A&A*, 137, 335
- Weliachew, L., Casoli, F., & Combes, F. 1988, *A&A*, 199, 29
- White, G.J., Araki, M., Greaves, J.S., Ohishi, M., & Higginbottom, N.S. 2003, *A&A*, 407, 589
- Whiteoak, J.B., Gardner, F.F., & Höglund, B. 1980, *MNRAS*, 190, 17
- Whiteoak, J.B. & Bunton, J.D. 1985, *PASAu*, 6, 171
- Whiteoak, J.B., Dahlem, M., Wielebinski, R., & Harnett, J.I. 1990, *A&A*, 231, 25
- Wild, W. 1990 Ph.D. thesis, Ludwig-Maximilian-Universität, München
- Wills, K.A., Redman, M.P., Muxlow, T.W.B., & Pedlar, A. 1999, *MNRAS*, 309, 395
- Wilson, T.L. & Rood, R.T. 1994, *ARA&A*, 32, 191
- Woosley, S.E., Langer, N., & Weaver, T.A. 1995, *ApJ*, 448, 315
- Wyrowski, F., Schilke, P., & Walmsley, C.M. 1999, *A&A*, 341, 882
- Young, J.S., Xie, S., Kenney, J.D.P., & Rice, W.L. 1989, *ApJS*, 70, 699
- Yusef-Zadeh, F., Morris, M., & Chance, D. 1984, *Nature*, 310, 557
- Yusef-Zadeh, F., Morris, M., Slee, O.B., & Nelson, G.J. 1986, *ApJ*, 310, 689
- Yusef-Zadeh, F. & Morris, M. 1987a, *AJ*, 94, 1178
- Yusef-Zadeh, F. & Morris, M. 1987b, *ApJ*, 320, 545
- Yun, M.S., Ho, P.T.P., & Lo, K.Y. 1994, *Nature*, 372, 530
- Zinchenko, I., Henkel, C., & Mao, R.Q. 2000, *A&A*, 361, 1079
- Ziurys, L.M., Friberg, P., & Irvine, W.M. 1989, *ApJ*, 343, 201
- Ziurys, L.M. & McGonagle, D. 1993, *ApJS*, 89, 155