



BENEMÉRITA UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE PUEBLA

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICO MATEMÁTICAS

ESTUDIO DEL GAS MOLECULAR DENSO Y
SU CONEXIÓN CON LA FORMACIÓN
ESTELAR EN 4 GALAXIAS "STARBUST"
OBSERVADAS CON EL GRAN TELESCOPIO
MILIMÉTRICO "ALFONSO SERRANO"

T E S I S

PARA OPTAR POR EL GRADO DE:

Licenciatura en Física Aplicada

PRESENTA:

Yañez Guerra Alejandro

Asesora:

Dra. Vega Casanova Olga

Co-asesor:

Dr. Varela Carlos Enrique

Puebla, Pue., 2024



*Para mi abuela María, por ser mi inspiración para seguir adelante a pesar de toda la
incertidumbre del futuro.*

*Para mis padres, mis hermanos, Mishi, mis amigos y mis profesores, por su apoyo,
cariño y motivación a lo largo de mi formación académica.*

Agradecimientos

Para todas las personas que me permitieron desarrollarme tanto en el ámbito académico como profesional.

A la Dra. Olga, por su guía constante, su paciencia y su confianza en mí a lo largo de este trabajo.

Al Dr. Varela, por su orientación y apoyo durante los primeros años de mi formación académica.

A mi abuela María, gracias por cuidarme toda mi infancia y apoyarme en todo lo que quería hacer.

A mis padres y hermanos, por todo el apoyo, comprensión y acompañamiento que me han dado en la formación de mi vida académica y personal.

A mis amigos, por acompañarme en este largo camino, por todo el apoyo y la compañía en los momentos buenos y malos. A mis amigos "Los licenciados", a mis amigas de la ESAOBELA, a mis amigos y amigas de la UNAM y sobretodo mis amigos del INAOE.

A Mishi por todo el cariño que me ha dado y todos los momentos que hemos compartido.

Al Dr. Richer por permitirme seguir realizando investigación en sus temas de investigación.

Al INAOE y la BUAP, por brindarme la oportunidad de formarme como científico, por sus recursos y el ambiente académico que hicieron posible el desarrollo de esta tesis.

Resumen

Esta tesis extiende el trabajo de [Aladro et al. \(2011\)](#), estudiando el gas molecular denso y su relación con la formación estelar en otras cuatro galaxias *starburst* —IC 342, NGC 2903, NGC 891 y NGC 6946— observadas con el Gran Telescopio Milimétrico *Alfonso Serrano* (GTM). El objetivo principal es estudiar las condiciones del gas molecular de estos objetos y clasificar las diferentes etapas evolutivas de la formación estelar en estas galaxias, mediante un análisis comparativo de sus inventarios moleculares y condiciones físicas.

Se utilizaron datos obtenidos con el receptor RSR a 3 mm en el Gran Telescopio Milimétrico “Alfonso Serrano”, abarcando frecuencias de 73.7 a 111.5 GHz. . En todas las galaxias analizadas se detectaron numerosas especies moleculares, incluyendo trazadores de gas denso, isótopos de CO, moléculas orgánicas complejas, líneas de recombinación de hidrógeno y la primera detección tentativa extragaláctica de NH_2CN .

El análisis encontró que las galaxias con inventarios moleculares más ricos (IC 342 y NGC 6946) presentan mayores abundancias de gas denso, lo que sugiere que ésta es esencial para el desarrollo de una química compleja. Se calcularon las densidades de columna y abundancias de diversas especies utilizando enfoques LTE y non-LTE. IC 342 muestra signos de una etapa evolutiva intermedia-avanzada del brote estelar, con evidencia de actividad de choques y desarrollo de regiones de fotodisociación (PDR), mientras que NGC 6946 exhibe el caso más complejo y activo, caracterizado por densidades extremas y una química isotópica diversa que evidencia múltiples episodios de enriquecimiento químico, posicionándola en una fase evolutiva avanzada con formación estelar intensa. Por su parte, NGC 891 y NGC 2903 presentan inventarios más limitados, pero con detecciones singulares que reflejan procesos químicos particulares.

La clasificación evolutiva de los brotes de formación estelar en cada galaxia se realizó siguiendo los métodos de [Aladro et al. \(2011\)](#), diferenciando entre etapas dominadas por choques, regiones PDR y regiones HII ultra-compactas. El estudio confirma los resultados de [Aladro et al., 2011](#) mostrando que la evolución química y física del gas denso está estrechamente ligada al estado de la actividad estelar en las galaxias, observando tendencias en la diversidad molecular y en las condiciones de excitación conforme avanza el brote estelar.

Índice general

Índice de figuras	XI
Índice de tablas	XIII
1. Introducción	1
1.1. Galaxias	1
1.1.1. Clasificación de galaxias	1
1.1.2. Actividad en galaxias.	7
1.2. Formación estelar	8
1.2.1. Tipos de formación estelar	8
1.2.1.1. Trazadores de formación estelar reciente.	10
1.2.1.2. Formación estelar continua	11
1.2.1.3. Brote de formación estelar: Galaxias “Starburst”	11
1.2.1.4. Formación estelar extrema.	12
1.2.2. Evolución del brote de formación estelar en galaxias Starburst.	13
1.3. Conexión entre la formación estelar y gas molecular	13
1.3.1. Moléculas y emisión molecular.	15
1.3.1.1. Emisión molecular: transiciones y formación de líneas moleculares	17
1.3.1.2. Excitación molecular: magnitudes y su relación con la emisión molecular.	18
1.3.1.3. Moléculas trazadoras de gas denso.	22
1.3.2. Evolución del brote y química del gas.	23
1.4. Motivación y objetivos de la tesis.	24
2. Datos observacionales	27
2.1. La muestra de galaxias: IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946	27
2.1.1. IC342	30
2.1.2. NGC2903	30
2.1.3. NGC891	31
2.1.4. NGC6946	32
2.2. Observaciones	33
2.2.1. GTM e instrumentación	33

2.2.2.	Redshift Search Receiver: RSR	35
2.2.3.	Otros instrumentos del GTM	36
2.2.4.	Espectros moleculares.	38
2.2.4.1.	Reducción de datos. DREAMPY y suavizado S-G	38
2.2.4.2.	Cambio de frecuencia a velocidad.	47
2.2.4.3.	Identificación de líneas moleculares	47
2.2.4.4.	Interpolación por Spline.	50
2.2.4.5.	Cálculo de los parámetros de las líneas: Ajustes a gaussianas.	50
2.2.4.6.	Calibración	53
2.2.4.7.	Tablas y gráficas obtenidas	56
3.	Estimación de las condiciones físicas del gas.	63
3.1.	Comparativa de los espectros de las galaxias: diferencias y similitudes	63
3.2.	Estimación de las condiciones físicas del gas molecular.	70
3.2.1.	Teoría: LTE y No-LTE	70
3.2.2.	SpectralRADEX: descripción del código de análisis de líneas moleculares.	73
3.2.2.1.	Estimación de la temperatura cinética del gas molecular denso	74
3.2.2.2.	Estimación de las densidades del gas molecular denso utilizando el método No-LTE	79
3.2.3.	Cálculo de las abundancias moleculares	80
3.2.4.	Cálculos de errores	80
4.	Abundancias moleculares y su relación con el estado evolutivo del brote de formación estelar.	87
4.1.	Análisis de las abundancias moleculares	87
4.1.1.	Moléculas trazadoras de gas molecular total.	87
4.1.2.	Moléculas trazadoras de gas denso.	88
4.2.	Análisis de abundancias con el método LTE.	93
4.3.	Estado evolutivo del brote en IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 usando el método dado en Aladro y colaboradores en el 2011.	98
4.4.	Estado evolutivo del brote en IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 usando el método dado en Aladro et al 2011, utilizando modelos de choques, PDR y regiones HII ultra compactas.	101
5.	Conclusiones	105
A.	Estadística	107
A.1.	Definiciones estadísticas	107
A.1.1.	Media aritmética	107
A.1.2.	Varianza	107

A.1.3. Desviación estándar	108
A.1.4. Incertidumbre absoluta.	108
A.1.5. Incertidumbre relativa.	108
A.1.6. Incertidumbre porcentual.	108
A.2. Distribución Gaussiana o Normal	108
A.2.1. Anchura a media altura o FWHM	109
A.3. Propagación de errores.	110
A.4. Error cuadrático medio.	110
B. Métodos numéricos	111
B.1. Filtro Savitsky-Golay	111
B.2. Interpolación cúbica por spline	112
B.3. Cuadratura Gaussiana	113
C. Bases de datos	115
C.1. Splatalogue database for astronomical spectroscopy.	115
C.2. NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)	115
C.3. Leiden Atomic and Molecular Database LAMBDA	116
D. Conceptos de Astrofísica	117
D.1. Corrimiento al rojo	117
D.2. Resolución angular	117
D.3. Densidad crítica	118
E. Tablas y gráficas	119
E.1. Capitulo 2	119
Bibliografía	125

Índice de figuras

1.1. Clasificación de Hubble (Karttunen et al., 2017).	2
1.2. Clasificación de galaxias elípticas y esferoidales (Buta, 2019).	3
1.3. Imágenes de diferentes galaxias lenticulares mostrando sus distintos tipos y clasificación (Buta, 2019).	4
1.4. Clasificación de galaxias espirales (Buta, 2019).	6
1.5. Clasificación de galaxias irregulares (Buta, 2019).	7
1.6. Distribuciones espectrales de energía de diferentes tipos de galaxias según su régimen de formación estelar, mostrando el incremento de la luminosidad infrarroja a medida que aumenta la intensidad del brote de formación estelar. Obtenida de Galliano (2004)	12
1.7. Diagrama ilustrativo de las nubes moleculares gigantes y su estructura.	15
1.8. Ventanas del espectro electromagnético.	16
2.1. Imagen óptica de muestra. Las imágenes fueron obtenidas de NOIRLab, 2023 para IC342, NGC891, NGC6946 y APOD, Hallas et al. (2015) para NGC2903.	27
2.2. Gran Telescopio Milimétrico (Imagen obtenida de Erickson et al., 2010).	33
2.3. Las seis bandas de frecuencia del RSR. Cada banda, que tiene una anchura de 6,7 GHz, es gestionada por una tarjeta de autocorrelación analógica independiente. Cuatro chasis independientes gestionan los 38 GHz de cada uno de los cuatro píxeles del RSR (Erickson et al., 2010).	36
2.4. Espectros moleculares reducidos con DREAMPY.	41
2.5. Filtrado Savistky - Golay para la galaxia IC342.	42
2.6. Filtrado Savistky - Golay para la galaxia NGC891	43
2.7. Filtrado Savistky - Golay para la galaxia NGC2903	44
2.8. Filtrado Savistky - Golay para la galaxia NGC6946	45
2.9. Espectros moleculares finales reducidos con DREAMPY y con filtrado S - G.	46
2.10. Conversión de frecuencias moleculares a velocidades relativas, tomando como referencia la frecuencia más baja.	47
2.11. Moléculas detectadas para la muestra de galaxias.	49
2.12. Datos originales e interpolación cúbica por Spline.	50

ÍNDICE DE FIGURAS

2.13. Interpolación cúbica por spline, datos originales y ajuste gaussiano a los mismos. Las líneas punteadas muestran la posición del valor medio aproximado para cada gaussiana.	51
3.1. Espectros moleculares normalizados con respecto a la intensidad de $C^{18}O$. 64	
3.2. Matriz para los cálculos de la densidad columnar y la densidad volumétrica. 74	
3.3. Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N , $HNCO$, CH_3CN y CH_3OH para la galaxia IC342.	76
3.4. Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N y CH_3OH para la galaxia NGC2903.	77
3.5. Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N , CH_3CN y $HNCO$ para la galaxia NGC891.	77
3.6. Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N , CH_3CN y $HNCO$ para la galaxia NGC6946.	78
3.7. Determinación de las densidades volumétricas $n(H_2)$	79
3.8. Interpolación para obtener la función de partición a $T_{rot} = 30K$	80
3.9. Datos obtenidos de las moléculas HC_3N , CH_3CN y $HNCO$ para la muestra de galaxias.	84
4.1. Histograma comparativo de la muestra de galaxias. El color azul representa a IC342, el amarillo a NGC2903, el rojo a NGC891 y el verde a NGC6946.	94
A.1. Distribución gaussiana unidimensional con $x = \mu$ y σ . El 67% del área bajo la curva se sitúa entre $\pm\sigma$, el 95% entre $\pm 2\sigma$ y el 99% entre $\pm 3\sigma$. 109	
A.2. FWHM	109
B.1. Filtro Savitsky-Golay a datos con ruido.	112
E.1. Gaussianas ajustadas para la galaxia IC342.	120
E.2. Gaussianas ajustadas para la galaxia NGC2903.	121
E.3. Gaussianas ajustadas para la galaxia NGC891.	122
E.4. Gaussianas ajustadas para la galaxia NGC6946.	123
E.5. Gaussianas ajustadas para la galaxia NGC6946.	124

Índice de tablas

1.1. Clasificación de tipos de formación estelar según la tasa de formación estelar (SFR), escala temporal y características observacionales (Tabla obtenida de Yamamoto, 2017).	9
1.2. Características físicas de nubes moleculares gigantes y oscuras (Tabla obtenida de Yamamoto, 2017).	14
1.3. Moléculas más comunes detectadas. (1) Ruf et al. (2018) , (2) Guélin and Cernicharo (2022) , (3) Ohishi (2016) , (4) Li et al. (2022)	17
1.4. Diferencias entre LTE y el modelo LVG.	22
2.1. Datos obtenidos de Aladro et al. (2011) para IC342. (a) Corrimiento al rojo. Helou et al. (1991) (b),(c) Coordenadas del centro dinámico de la galaxia. Las unidades de ascensión recta son horas, minutos y segundos, y las unidades de declinación son grados, minutos de arco y segundos de arco. Helou et al. (1991) (d) Tipo morfológico. Helou et al. (1991) (e) Distancia de luminosidad obtenida con los valores $H_o = 69.6$, $\omega_M = 0.286$, $\omega_{vac} = 0.714$ y sus respectivos valores de z en cada galaxia. Wright (2023) (f) Velocidades con respecto a la norma local de reposo obtenidas de Egret et al. (1991) . (g) Tamaño de la región emisora en milimétrico. Ref: Jackson et al. (1991) para NGC2903, Egret et al. (1991) para NGC891 y NGC6946. (h) Densidad columnar de hidrógeno molecular. Leon et al. (2008) para NGC2903, Handa et al. (1992) para NGC891 y Rebolledo et al. (2015) para NGC6946. (i) Luminosidad en el lejano infrarrojo, Far-IR (IRAS). Helou et al. (1991) (j) Tasa de formación estelar calculada con $H\alpha$. Handa et al. (1992) para NGC891, Leon et al. (2008) para NGC2903, Nandakumar and Dutta (2023) para NGC6946 (k) Masa de hidrógeno neutro. Handa et al. (1992) para NGC891, Jackson et al. (1991) para NGC2903, Nandakumar and Dutta (2023) para NGC6946. (l) Masa total de gas molecular contenida en la fuente. Asumiendo el gas en equilibrio virial. Se utilizaron los tamaños angulares de la fuente (θ_s) indicados en la fila 7, así como un valor promedio de los anchos de línea calculado a partir de los presentados en las tablas 2.9 , 2.10 , 2.11 y 2.12	29

ÍNDICE DE TABLAS

2.2. Especificaciones técnicas del GTM 50m. * Se considera el ancho a la mitad de la altura máxima (Carrasco et al., 2006).	34
2.3. Especificaciones del sistema RSR (Erickson et al., 2010).	36
2.4. τ_1, τ_2 Umbrales para identificar líneas moleculares, β_1, β_2 intervalos alrededor de cada línea para el enmascaramiento, T_v tamaño de ventana y N_p orden de polinomio para el filtrado S-G.	39
2.5. RMS de las galaxias estudiadas.	48
2.6. Comparación de intensidades de línea obtenidas para IC342, NGC2903 y NGC891 con IRAM 30-m (columna 3) y los valores estimados con el GTM en este trabajo (columna 4). Ref: (1) Israel et al. (2024), (2) Aladro et al. (2011), (3) Li et al. (2021b), (4) Lindberg et al. (2011).	54
2.7. Comparación de intensidades de línea obtenidas para NGC6946 con IRAM 30-m (columna 3) y los valores estimados con el GTM en este trabajo (columna 4). Ref: (1) Li et al. (2021b), (2) Kelly et al. (2015), (3) Krips et al. (2010).	55
2.8. Promedio de los datos interferométricos obtenidos descritos en la tabla E.1.	56
2.9. Datos obtenidos para la galaxia IC342.	57
2.10. Datos obtenidos para la galaxia NGC2903.	58
2.11. Datos obtenidos para la galaxia NGC891.	59
2.12. Datos obtenidos para la galaxia NGC6946.	60
2.13. Datos obtenidos para la galaxia NGC6946.	61
3.1. Moléculas con múltiples transiciones detectadas en la muestra de galaxias.	65
3.2. Moléculas con una sola transición detectada en la muestra de galaxias. El signo ? indica las detecciones dudosas, ya sea por la pobre resolución espectral o porque se encuentra en el límite de detección.	66
3.3. Número de especies moleculares detectadas y total de transiciones observadas por galaxia.	67
3.4. Primeras detecciones moleculares identificadas en este trabajo. Total: 26 nuevas detecciones distribuidas entre las cuatro galaxias estudiadas.	68
3.5. Datos moleculares obtenidos de Splatalogue (Remijan et al., 2007).	72
3.6. Valores encontrados de ^{12}CO de Israel et al. (2024) observadas con IRAM 30 m.	75
3.7. Temperaturas rotacionales y densidades columnares de las moléculas observadas, se utilizó una $T_{rot} = 10 \pm 5$ para aquellas moléculas que solo se detectó una transición. La expresión para N_{mol} , $a(b)$ representa $a \times 10^b$	82
3.8. Datos obtenidos mediante el modelo LVG para las moléculas con varias transiciones.	83
E.1. Datos interferométricos obtenidos de diferentes estudios. Ref: (1) Jiménez-Donaire et al. (2019), (2) Lindberg et al. (2011), (3) Krips et al. (2010), (4) Costagliola et al. (2011), (5) Israel et al. (2024)	119

Capítulo 1

Introducción

El estudio de las galaxias, su formación, evolución y los procesos físicos que determinan su estructura interna representa un campo fundamental dentro de la astrofísica. Comprender los mecanismos que rigen la dinámica y la evolución del gas, el polvo y las estrellas en estos sistemas es clave para explicar la historia y estructura del Universo. En esta tesis se aborda la relación entre la formación estelar y el gas molecular en galaxias sufriendo un brote de formación estelar, con énfasis en los trazadores moleculares relacionados con la formación estelar.

1.1. Galaxias

Una galaxia es un sistema compuesto por miles de millones de estrellas, junto con gas, polvo y materia oscura, ligados por la gravedad. Existen desde galaxias enanas hasta grandes elípticas, con masas entre 10^8 y $10^{12} M_{\odot}$. Presentan diversas morfologías: espirales, elípticas e irregulares, y cumplen un rol fundamental en la evolución cósmica ([Karttunen et al., 2017](#)).

Las galaxias pueden existir en el Universo de forma aislada (galaxias de campo) o unidas por gravedad a otras galaxias formando cúmulos. Los cúmulos de galaxias pueden contener miles de galaxias individuales, como el cúmulo de Virgo, o sólo unas pocas, como el grupo local al que pertenece la Vía Láctea. También hay cúmulos de cúmulos de galaxias con decenas de miles de miembros - el supercúmulo local, que incluye la Vía Láctea, está centrado en el cúmulo de Virgo y se extiende a lo largo de unos 30Mpc ([Karttunen et al., 2017](#)).

1.1.1. Clasificación de galaxias

Desarrollado alrededor de 1930 por Edwin Hubble, el sistema de clasificación de Hubble es un esquema ampliamente utilizado para clasificar las galaxias según su apariencia visual. Este sistema no toma en cuenta aspectos como la tasa de formación estelar, parámetros espectroscópicos, índices de color, núcleos activos, entre otros. Por ello, en

1. INTRODUCCIÓN

los últimos años se han realizado numerosas modificaciones. Sin embargo, la clasificación morfológica definida por Hubble sigue siendo hoy en día la más conocida y utilizada. Este sistema divide las galaxias en tres clases principales: elípticas, espirales e irregulares (Figura 1.1), y estas clases se subdividen a su vez en función de características específicas (e.g. Karttunen et al., 2017).

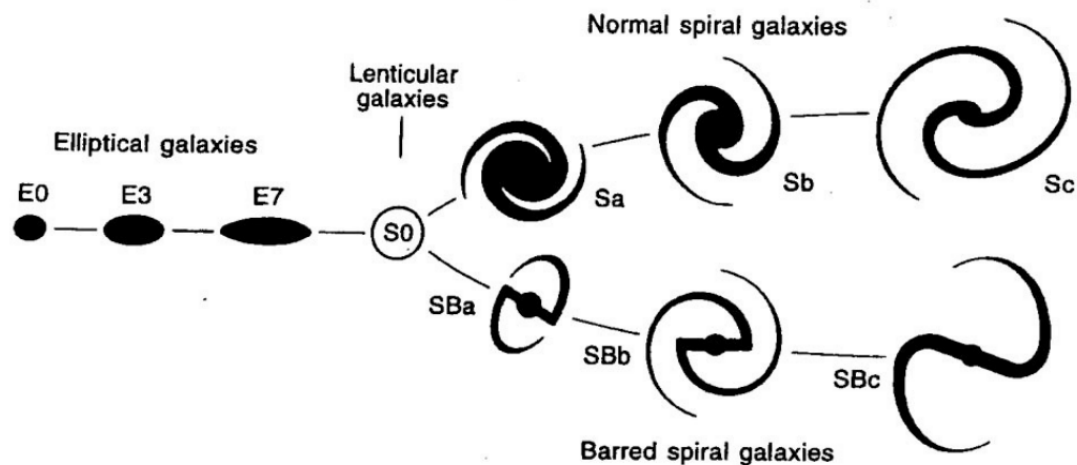


Figura 1.1: Clasificación de Hubble (Karttunen et al., 2017).

En los cúmulos de galaxias ricos (grandes y densamente poblados), cerca del 50-55% de las galaxias más brillantes tienen forma elíptica o lenticular (S0), mientras que las galaxias espirales son menos comunes y suelen encontrarse en las regiones periféricas del cúmulo. Fuera de estos cúmulos, la proporción de galaxias elípticas desciende al 15-20%, mientras que alrededor del 75-80% de las galaxias brillantes son espirales, lo que refleja su predominancia en entornos menos densos.

Entre las galaxias de todas las luminosidades, estén o no en cúmulos, las espirales representan aproximadamente entre el 60-70%, mientras que las elípticas constituyen alrededor del 20-30%, con el resto siendo galaxias lenticulares e irregulares (Karttunen et al., 2017).

- **Galaxias Elípticas:** Las galaxias elípticas o esferoidales, también denominadas *galaxias pasivas* debido a la ausencia de señales de formación estelar reciente, se presentan como concentraciones de estrellas caracterizadas por una disminución regular de la densidad desde el centro hacia el exterior. Generalmente, carecen de signos evidentes de materia interestelar, como bandas oscuras de polvo, gas o estrellas particularmente brillantes, y están dominadas por poblaciones estelares viejas que les confieren un color rojizo (Karttunen et al., 2017).

La principal distinción entre las galaxias elípticas radica en su forma, que varía desde prácticamente esféricas hasta completamente oblongas. Por ello, se clasifican en categorías que van desde E0 hasta E7, según la relación entre los ejes

mayor y menor, a y b respectivamente, mediante la fórmula:

$$n = 10 \left(1 - \frac{a}{b}\right) \quad (1.1)$$

donde $n = 0$ corresponde a las de tipo E0 (casi esféricas) y $n = 7$ a las de tipo E7 (las más alargadas).

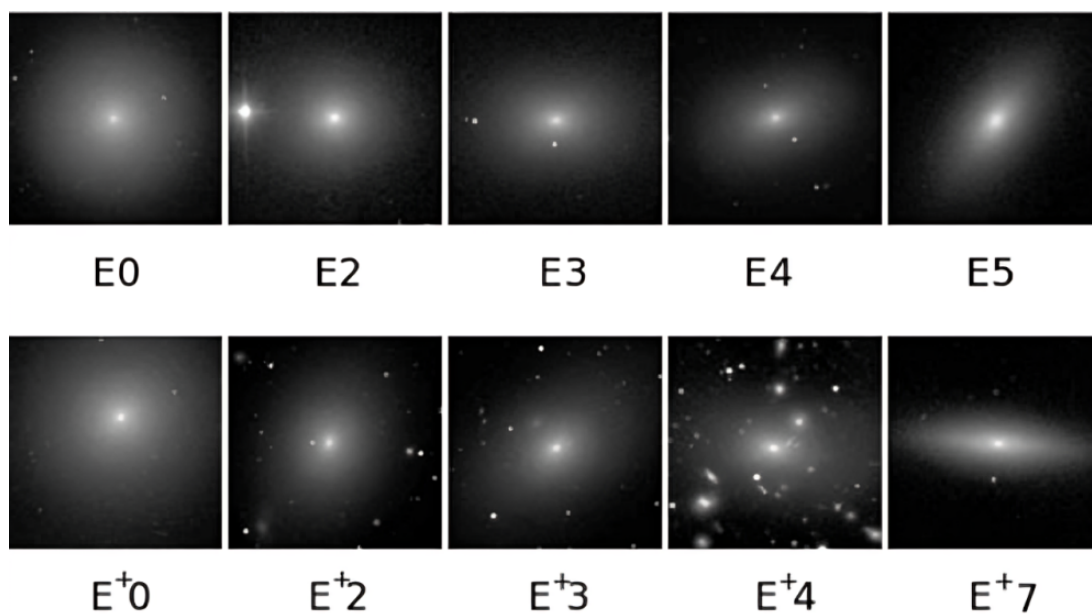


Figura 1.2: Clasificación de galaxias elípticas y esferoidales (Buta, 2019).

- Galaxias Lenticulares:** Las galaxias lenticulares, clasificadas como S0, presentan características intermedias entre las galaxias elípticas y espirales. Presentan un bulbo muy prominente, con características propias de galaxias elípticas, y un pequeño disco, donde la estructura espiral no está claramente resuelta. Contienen poca materia interestelar y muestran una baja tasa de formación estelar, lo que resulta en una población estelar más antigua. Sin embargo, se distinguen de las elípticas por la presencia de un disco plano de estrellas, similar al encontrado en las galaxias espirales, aunque sin las estructuras espirales claramente definidas. Esta combinación de un bulbo central prominente y un disco estelar las convierte en un tipo de galaxia, que actúa como un eslabón entre elípticas y espirales (Karttunen et al., 2017).

En cuanto a las características del medio interestelar, las galaxias lenticulares se distinguen por su escasez de gas y polvo en comparación con las galaxias espirales. La mayor parte de su masa interestelar se encuentra en forma de gas caliente y difuso, con una carencia notable de regiones HII y nubes moleculares, lo que limita significativamente la formación de nuevas estrellas. Esta pobreza en el medio

1. INTRODUCCIÓN

interestelar es una de las razones principales de su baja tasa de formación estelar y de la presencia predominante de estrellas viejas en estos sistemas.

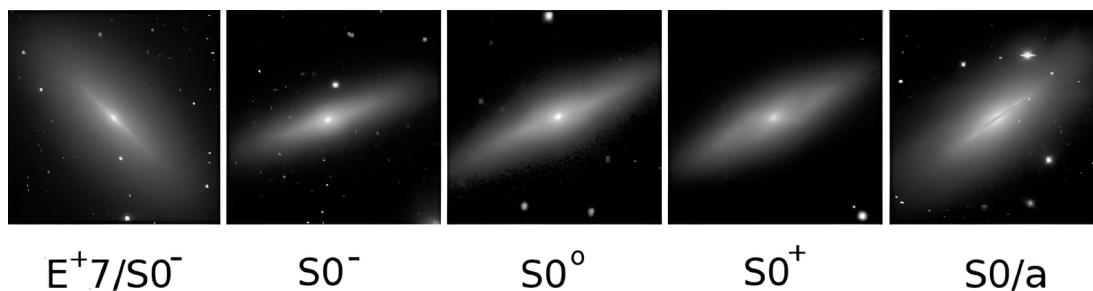


Figura 1.3: Imágenes de diferentes galaxias lenticulares mostrando sus distintos tipos y clasificación (Buta, 2019).

- **Galaxias Espirales:** Las galaxias espirales se caracterizan por poseer un bulbo en el centro y un disco prominente que contiene la estructura de brazos espirales que las distingue. Este disco está rodeado por un halo de estrellas y materia oscura. Los brazos espirales, que irradian desde el núcleo, suelen presentar colores azules, mientras que los bulbos muestran colores más rojos, lo que indica que la formación estelar reciente ocurre principalmente en los brazos espirales, mientras que el bulbo alberga estrellas más antiguas.

Estas galaxias se clasifican principalmente en dos subgrupos: aquellas que poseen una barra central (espirales barradas) y las que no (espirales normales). En las espirales barradas, los brazos emergen de los extremos de una barra rectangular que se extiende desde el centro, mientras que en las espirales normales los brazos nacen directamente del núcleo.

Dentro de estos subgrupos, la clasificación morfológica continúa desde los tipos Sa hasta Sd, dependiendo del tamaño del bulbo central y la apertura de los brazos espirales. Las galaxias del tipo Sa presentan un bulbo grande y brazos estrechamente enrollados, además de ser más rojas, lo que indica una menor formación estelar reciente. A medida que avanzamos hacia los tipos Sb, Sc y Sd, el tamaño del bulbo disminuye y los brazos se vuelven progresivamente más abiertos y fragmentados. Las galaxias Sd, en particular, muestran brazos muy sueltos y un bulbo pequeño, además de un color más azul, reflejando una mayor actividad de formación estelar en los brazos.

- **Espiral barrada:** Los brazos espirales emergen de los extremos de una barra central. Los tipos SBa y SBb tienen brazos muy enrollados y un bulbo grande, mientras que el tipo SBc presenta brazos menos enrollados y un aspecto más grumoso debido a la presencia de numerosas regiones HII, junto con un bulbo relativamente pequeño.

- **Espiral normal:** En estas galaxias, los brazos nacen directamente del núcleo. Los tipos Sa y Sb muestran brazos estrechamente enrollados y un bulbo considerablemente grande, en contraste con el tipo Sc, que tiene brazos menos enrollados y un bulbo más pequeño.

Existe una clasificación intermedia para aquellas galaxias cuya morfología no se ajusta claramente a uno de estos tipos, como Sab, que representa una transición entre Sa y Sb.

Es importante mencionar que aproximadamente la mitad de las galaxias espirales exhiben una barra central claramente definida, la cual puede influir en la dinámica interna y en la redistribución del gas y las estrellas dentro de la galaxia. Las barras pueden canalizar gas hacia el centro, favoreciendo la formación estelar y la actividad nuclear. Sin embargo, barras más débiles y menos evidentes pueden estar presentes en muchas galaxias espirales “normales”.

Algunas galaxias espirales muestran brazos largos y continuos, mientras que otras presentan brazos rotos o fragmentados, lo cual dificulta su seguimiento detallado a pesar de mantener una estructura espiral evidente. Es plausible que nuestra propia Vía Láctea pertenezca a este último grupo, caracterizado por una estructura compleja y diversa ([Kitchin, 2007](#)).

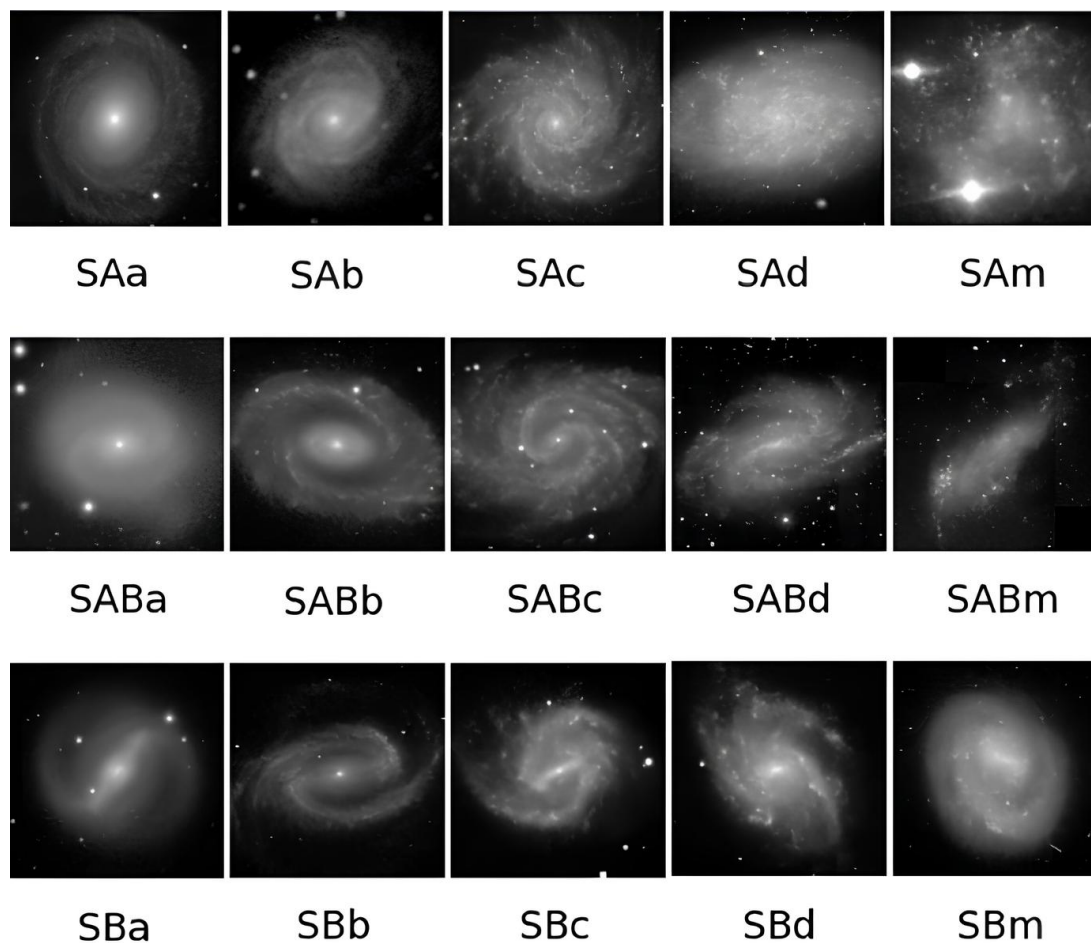


Figura 1.4: Clasificación de galaxias espirales (Buta, 2019).

- Galaxias Irregulares:** Las galaxias irregulares son sistemas estelares carentes de una morfología definida, diferenciándose de las espirales y elípticas por su estructura caótica y ausencia de simetría rotacional. Representan aproximadamente el 15–25% de las galaxias en el universo local, destacando por su bajo contenido metálico, alta proporción de gas interestelar y actividad reciente de formación estelar (Audouze and Tinsley, 1976). Es importante mencionar que suelen ser galaxias ricas en gas y muchas de ellas presentan brotes intensos y recientes de formación estelar, por lo que frecuentemente se clasifican como *starburst* (véase Sección 1.2.1.3).

Estos objetos presentan una diversidad estructural que ha motivado múltiples sistemas de clasificación:

- Irr 1:** Presentan vestigios de estructura (brazos difusos o barras centrales) sin ajustarse al esquema de Hubble. Se subdividen en:

- **Tipo Sm:** Con rasgos espirales tenues (ej: Nube Mayor de Magallanes)
- **Tipo Im:** Sin trazas de estructura espiral
- **Irr 2:** Morfología extremadamente caótica, generalmente producto de interacciones gravitacionales. Esta categoría ha perdido relevancia al reconocerse múltiples orígenes que la distorsionan.

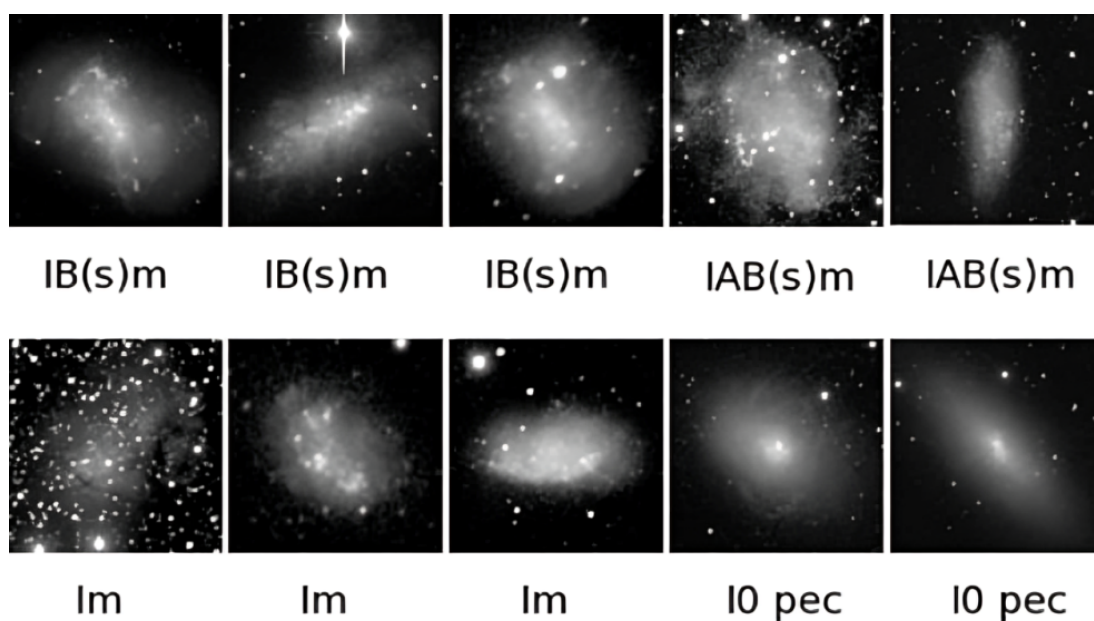


Figura 1.5: Clasificación de galaxias irregulares (Buta, 2019).

Otra forma de clasificar las galaxias no depende tanto de su forma sino del proceso físico que domina su actividad energética.

1.1.2. Actividad en galaxias.

La actividad galáctica comprende procesos como la presencia de núcleos galácticos activos (AGN), la formación estelar intensa, la generación de chorros y la acreción de material por agujeros negros supermasivos. Estos fenómenos, generalmente localizados en las regiones centrales, dominan la energética de la galaxia e influyen significativamente en su evolución y en el medio interestelar cercano.

En particular, los periodos de formación estelar intensa, a menudo desencadenados por interacciones o fusiones galácticas, se caracterizan por ser episodios relativamente breves —de decenas de millones de años— durante los cuales se forman grandes cantidades de estrellas. En estos brotes, la tasa de formación puede alcanzar entre 5 y cientos de masas solares de gas convertidas en estrellas por año. Muchas de estas estrellas son masivas y, al final de su ciclo de vida, explotan como supernovas, liberando enormes

cantidades de energía que afectan profundamente la estructura, evolución y composición química de la galaxia (Karttunen et al., 2017).

1.2. Formación estelar

La formación estelar es el proceso fundamental que determina la estructura y evolución de las galaxias, impulsa el enriquecimiento químico del Universo y posibilita la creación de entornos planetarios donde la vida puede surgir. Este fenómeno ocurre cuando grandes masas de gas molecular frío y denso, concentradas en nubes moleculares dentro de las galaxias, colapsan gravitacionalmente y dan origen a nuevas estrellas.

Se trata de un proceso complejo, con múltiples transformaciones físicas que actúan en distintas escalas. La formación estelar varía notablemente en el tiempo y el espacio: puede desarrollarse de manera aislada y moderada, como ocurre en ciertas regiones de la Vía Láctea, o manifestarse en forma de brotes intensos en galaxias donde nacen grandes cantidades de estrellas en cortos periodos, a esto se le denomina tipo "starburst". Así, la formación de estrellas modula la dinámica galáctica, sintetiza y dispersa elementos pesados, y da lugar a sistemas planetarios, conectando la evolución de la materia interestelar con la aparición de condiciones adecuadas para la vida.

La formación de estrellas suele ocurrir en grupos y cúmulos, siendo estos últimos el principal modo de formación estelar. La formación en cúmulos es particularmente crucial, ya que está vinculada a la generación de estrellas masivas, que se encuentran casi exclusivamente en estos entornos.

El ritmo de formación estelar ha cambiado a lo largo del tiempo y una forma de cuantificarlo es mediante la tasa de formación estelar, o *Star Formation Rate* (SFR), la cual se define como la masa total de gas molecular transformadas en estrellas por año (M_{\odot}/yr). Como el gas molecular es el combustible de la formación estelar, su escasez lleva al cese de la misma, tal y como lo ha encontrado Yamamoto, (2017) en la región de escorpio superior.

1.2.1. Tipos de formación estelar

Los procesos de formación estelar pueden clasificarse en tres tipos principales: formación continua, brote estelar (starburst) y formación extrema, cada uno diferenciado por su dinámica, escala temporal y tasa de formación estelar (SFR). Estos modos surgen de la interacción compleja de procesos físicos variados, como la transferencia radiativa, dinámicas hidrodinámicas, reacciones químicas, física atómica y nuclear, campos magnéticos, y las propiedades intrínsecas del material interestelar.

La tasa de formación estelar es la magnitud con la que se suele caracterizar la intensidad de la formación estelar en galaxias. Esta medida es esencial para entender cómo las galaxias evolucionan con el tiempo, ya que la formación de nuevas estrellas juega un papel crucial en su desarrollo estructural y químico (Yamamoto, 2017). Dependiendo

del valor del SFR y de la duración del brote de la formación estelar, podemos hablar de diferentes tipos o modos de formación de estrellas en galaxias: Continua, tipo “Starburst” o brote, y formación estelar extrema (Ver tabla 1.1).

Tipo	SFR (M_{\odot} /año)	Escala temporal (Años)	Características principales	Ejemplos
Formación continua	0.1 – 5	$> 10^9$	Ritmo constante; típico en galaxias espirales	Vía Láctea, M31
Brote estelar (<i>Starburst</i>)	5 – 30	$10^7 - 10^8$	Episodios intensos; alta eficiencia; regiones compactas	M82, NGC 253
Formación extrema	> 30	$10^6 - 10^7$	Galaxias interactuantes, Fusiones galácticas; densidades muy altas	Arp220, NGC4418, LIRGs, ULIRGs, galaxias submilimétricas

Tabla 1.1: Clasificación de tipos de formación estelar según la tasa de formación estelar (SFR), escala temporal y características observacionales (Tabla obtenida de [Yamamoto, 2017](#)).

El ritmo al que evoluciona el medio interestelar (ISM) en una galaxia está determinado en gran parte por la tasa de formación estelar dentro de las nubes moleculares. Los trazadores más ampliamente utilizados de la actividad de formación estelar reciente en galaxias están relacionados con la emisión de estrellas jóvenes y masivas ($M > 8 - 10 M_{\odot}$), con tiempos de vida inferiores a algunas decenas de millones de años. Estas estrellas son fuertes emisoras de fotones ionizantes ($E > 13.6 eV$), lo que afecta notablemente al medio circundante. Los efectos asociados, como altos flujos de radiación ultravioleta, la presencia de regiones de hidrógeno ionizado (HII) y la absorción de fotones UV y ópticos por el polvo, son fácilmente observables y se emplean precisamente para estimar la tasa de formación estelar (SFR) en regiones activas de formación estelar.

1.2.1.1. Trazadores de formación estelar reciente.

Luminosidad flujos globales de $H\alpha$ y otras líneas de recombinación: La emisión de la línea de recombinación de $H\alpha$ a 6562.8 \AA , es la forma más utilizada y directa de trazar la formación estelar reciente ($t \leq 10^7$ años).

$$\text{SFR}(H\alpha)(M_{\odot}/\text{yr}) = 7.9 \times 10^{-42} \cdot L_{H\alpha} (\text{erg s}^{-1}) \quad (1.2)$$

Sin embargo, su uso como estimación del SFR de una galaxia tiene varios problemas. Su emisión solo rastrea estrellas de alta masa, por lo que se deben hacer suposiciones muy fuertes sobre la función inicial de masa (IMF) para deducir la tasa general total de formación estelar (SFR). Además, las estrellas nacen en las nubes moleculares llenas de gas y polvo, por lo que en segundo lugar, la emisión de $H\alpha$ sufre extinción y su corrección es bastante compleja y, en la mayoría de los casos, subestimada. Es importante mencionar que este trazador no toma en cuenta la población de estrellas jóvenes completamente embebida en la nube molecular progenitora y, por tanto, completamente extinta, por lo que proporcionará solo un límite inferior a la SFR (e.g. [Kennicutt, 1998](#)).

- **Luminosidad infrarroja (8–1000 μm), L_{IR} :** La radiación infrarroja se origina en el polvo interestelar calentado por estrellas jóvenes embebidas. La relación de [Kennicutt, 1998](#) establece:

$$\text{SFR}_{\text{IR}} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = 4.5 \times 10^{-44} \cdot L_{\text{IR}} (\text{erg s}^{-1}) \quad (1.3)$$

Este trazador es particularmente útil en regiones con alta extinción, donde el polvo absorbe aproximadamente el 90% de la radiación ultravioleta y óptica, reemitiéndola en el infrarrojo. Sin embargo, incluye contribuciones de poblaciones estelares viejas ($>100 \text{ Myr}$), lo que puede sobrestimar la SFR si no se corrige adecuadamente. Este último caso es importante si el brote es pequeño, o en el caso de galaxias espirales y formación estelar continua, ver sección [1.2.1.2](#).

- **Luminosidad UV (150–280 nm):** Mide directamente la emisión de estrellas OB ($M > 3 M_{\odot}$). La calibración de [Kennicutt, 1998](#) para formación estelar continua ($> 100 \text{ Myr}$) es:

$$\text{SFR}(UV)(M_{\odot}/\text{yr}) = 1.4 \times 10^{-28} \cdot L_{\nu}(\text{UV}) (\text{erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}) \quad (1.4)$$

Este método requiere correcciones por extinción complejas, ya que el polvo atenúa $\sim 60\%$ de la luz UV en galaxias típicas. Para brotes estelares jóvenes ($< 10 \text{ Myr}$), la SFR UV subestima la tasa real porque las estrellas masivas aún no han emergido de sus nubes progenitoras. Y la geometría en la corrección de la extinción por polvo complica muchísimo el problema ([Kennicutt, 1998](#)).

1.2.1.2. Formación estelar continua

La formación estelar continua se refiere al proceso en el que las estrellas se forman a un ritmo aproximadamente constante durante todo el tiempo de vida de la galaxia. Se caracteriza por tasas de formación estelar (SFR) pequeñas, del orden de 0.02 a $3 M_{\odot}$ /año, ya que tasas más altas no podrían mantenerse todo ese tiempo sin consumir completamente el gas molecular en las galaxias. Este concepto es frecuente en los modelos de evolución galáctica y es el modo característico de formación estelar en galaxias espirales.

En la formación estelar continua, el gas molecular se acumula y colapsa bajo la influencia de la gravedad de manera constante (Kitchin, 2007).

El mecanismo fundamental para la acumulación de gas en galaxias espirales es el movimiento de sus brazos espirales. Estos brazos actúan como ondas de densidad que se propagan a través del disco galáctico, provocando la acumulación de material en sus crestas. Esta concentración de materia en los brazos ejerce suficiente fuerza gravitacional para mantenerlos durante largos períodos, permitiendo una formación estelar continua a lo largo de miles de millones de años.

No obstante, es crucial reconocer que la idea de una formación estelar continua puede ser una simplificación. En realidad, la formación estelar puede estar sujeta a una variedad de factores y manifestarse en ráfagas o ser desencadenada por eventos específicos, como la expansión de regiones HII alrededor de estrellas masivas (Kitchin, 2007).

1.2.1.3. Brote de formación estelar: Galaxias “Starburst”

Una galaxia “Starburst” se caracteriza por tener una tasa de formación estelar excepcionalmente alta ($\text{SFR} > 5 M_{\odot}$ /año, ver Tabla 1.1) en comparación con las galaxias “normales”. Este fenómeno, sin embargo, es transitorio y tiene una duración típica de entre 10 y 100 millones de años, lo que representa un intervalo breve en la escala de tiempo cósmica. La intensa actividad de formación estelar suele concentrarse cerca del centro de la galaxia y, a menudo, se limita a una región pequeña en comparación con el tamaño total de la galaxia, generalmente menos del 10%.

Estas galaxias se identifican por sus intensas líneas de recombinación en el óptico, características de las regiones HII, que son indicativas de una formación estelar intensa. Emiten del orden del 50 al 60% de su energía en el infrarrojo lejano debido a la gran cantidad de estrellas recién nacidas embebidas aún en su nube progenitora y completamente extintas por el polvo (Kitchin, 2007).

Las galaxias “Starburst” presentan varios rasgos distintivos. Su distribución espectral de energía (SED por sus siglas en inglés) suele picar en la región del lejano infrarrojo, al contrario de lo que ocurre en galaxias con formación estelar continua cuya SED es dominante en el óptico (Ver Figura 1.6). Las luminosidades en una o más regiones espectrales (ultravioleta, infrarrojo o radio) suelen ser mayores que las de las galaxias “normales”, presentan fuertes líneas de emisión ópticas, incluidas las líneas de recombinación del

hidrógeno (como $H\alpha$ y $H\beta$), características de las regiones HII activas. Algunas de estas galaxias, las que tienen brotes muy intensos (llamados “Starburst masivos”), también muestran rápida variabilidad de la luminosidad y evidencias de eyección de material a altas velocidades en forma de chorros bipolares (Kitchin, 2007).

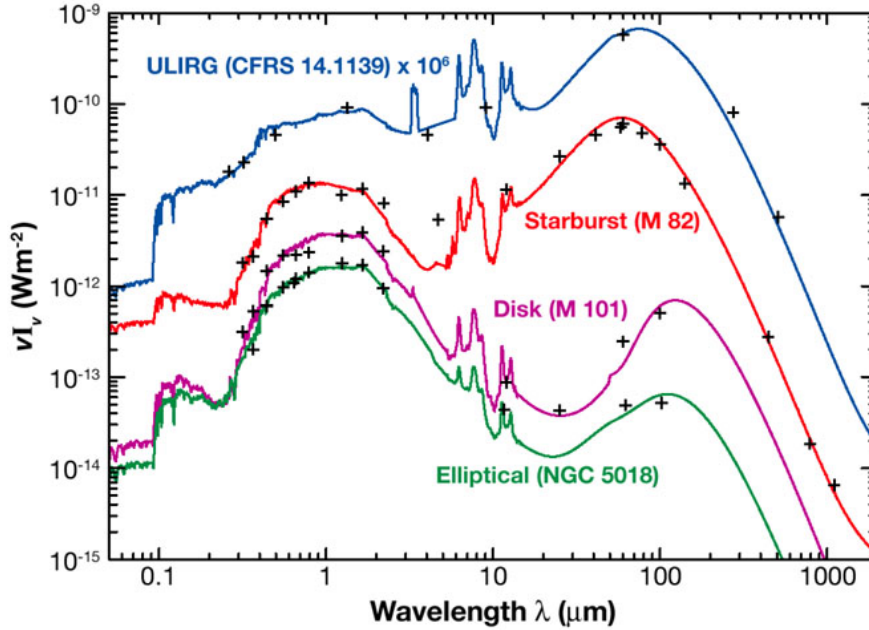


Figura 1.6: Distribuciones espectrales de energía de diferentes tipos de galaxias según su régimen de formación estelar, mostrando el incremento de la luminosidad infrarroja a medida que aumenta la intensidad del brote de formación estelar. Obtenida de Galliano (2004).

La tasa de formación estelar en estas galaxias supera ampliamente la tasa sostenible durante la vida de la galaxia. El ritmo de formación estelar en una galaxia “Starburst” puede ser hasta cientos de veces superior al de una galaxia clásica como la Vía Láctea (ver Tabla 1.1).

La intensa formación estelar en las galaxias “Starburst” contribuye de manera significativa a la producción total de estrellas en el universo. Se estima que una cuarta parte de todas las estrellas masivas del universo local se originan en galaxias con brotes estelares (Kitchin, 2007).

1.2.1.4. Formación estelar extrema.

La formación estelar extrema representa uno de los fenómenos más energéticos y transformadores en el universo, caracterizándose por tasas de formación estelar (SFR) mayores a $30 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Ver Tabla 1.1). Este fenómeno se observa principalmente en galaxias luminosas, ultraluminosas e hiperinfrarrojas ((H-U)-LIRGs, $L_{\text{IR}} > 10^{11} L_{\odot}$,

(e.g. Sanders and Mirabel, 1996), y constituyen los sistemas de formación estelar más extremos del Universo temprano. Estas galaxias son laboratorios cósmicos ideales para estudiar los procesos de formación estelar en condiciones de muy alta densidad y masas de gas molecular.

Observaciones recientes sugieren que los procesos de formación estelar extrema podrían estar estrechamente relacionados con la actividad de núcleos galácticos activos (AGN) (Ramos Almeida, 2008). En muchos casos, los AGN coexisten con regiones de formación estelar intensiva; sin embargo, la actividad del AGN puede frenar o suprimir (“quenching”) la formación estelar al destruir el gas molecular o expulsarlo a través de vientos, outflows o jets. Este vínculo entre estallidos estelares y actividad AGN respalda la existencia de un mecanismo de autorregulación (retroalimentación negativa) que limita las tasas de formación estelar hasta un determinado umbral (Ramos Almeida, 2007).

1.2.2. Evolución del brote de formación estelar en galaxias Starburst.

En 2011, Aladro y colaboradores, aprovechando la estrecha relación entre el gas molecular denso y la formación estelar, analizaron una muestra de cuatro galaxias del tipo *starburst* y encontraron indicios de una conexión entre la química del gas y el estado evolutivo del brote de formación estelar. En dicho trabajo se propusieron tres fases en la evolución del brote de formación estelar según las características físico químicas del gas molecular.

- **Fase inicial (joven):** Dominada por choques a gran escala entre nubes moleculares (ej. Maffei 2). Las nubes presentan densidad y composición química uniformes ($n_{\text{H}_2} \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$), con baja actividad formadora de estrellas. Trazadores como SiO y HNC son predominantes.
- **Fase intermedia:** Aparece contraste de densidades (hasta 100:1) entre núcleos densos ($n_{\text{H}_2} > 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y halos difusos (NGC 253, IC 342). Se observa formación estelar activa y abundancias químicas constantes de HC_3N .
- **Fase evolucionada:** Estructuras nubosas homogéneas ($n_{\text{H}_2} \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) con envolturas foto-disociadas (M82). Dominan PDRs (regiones foto-disociadas) y altas abundancias de CH_3CCH ($\sim 10^{-8}$), indicando radiación UV intensa de cúmulos jóvenes.

Este marco evolutivo explica cómo los brotes modifican progresivamente la estructura de nubes moleculares, desde choques iniciales hasta fotodisociación por estrellas masivas recién formadas.

1.3. Conexión entre la formación estelar y gas molecular

La formación estelar ocurre en las regiones más densas y frías del medio interestelar, las *nubes moleculares*. Estas estructuras son fundamentales en la evolución galáctica,

1. INTRODUCCIÓN

ya que contienen el gas molecular necesario para el nacimiento de nuevas estrellas (Ver sección 1.2). Las nubes moleculares están compuestas predominantemente por hidrógeno molecular (H_2), aunque también incluyen trazas de otras moléculas como monóxido de carbono (CO), amoníaco (NH_3) y monosulfuro de carbono (CS), entre muchas otras.

En líneas generales, las nubes moleculares se clasifican según su masa como Nubes Moleculares Gigantes (GMC, $M > 10^5 M_\odot$ de gas molecular) y Nubes Oscuras o enanas ($M < 10^5 M_\odot$ de gas). Esta clasificación, que podría parecer arbitraria, tiene en realidad un sentido físico, ya que la formación de estrellas de alta masa solo se da en las GMC. En la tabla 1.2 se resumen las propiedades físicas más relevantes de las nubes moleculares, clasificadas en dos categorías principales: nubes moleculares gigantes (GMCs) y nubes oscuras. Cada categoría está desglosada en diferentes escalas espaciales, desde complejos extensos hasta fragmentos compactos.

Propiedad	Complejos	Nubes in- dividuales	Núcleos	Fragmentos (Clumps).
Nubes moleculares gigantes (10^5–$10^7 M_\odot$).				
Tamaño (pc)	20–80	3–20	0.1–3	< 0.5
Densidad (cm^{-3})	100–300	10^3 – 10^4	10^4 – 10^7	> 10^6
Masa (M_\odot)	10^5 – 10^7	10^3 – 10^6	10^{-1} – 10^3	30 – 10^3
Temperatura (K)	7–15	15–40	30–100	30–200
Ancho de línea (km/s)	6–15	4–12	1–3	4–15
Nubes oscuras (10^3–$10^5 M_\odot$)				
Tamaño (pc)	6–20	0.4–4	0.1–0.4	–
Densidad (cm^{-3})	100– 10^3	10^2 – 10^4	10^4 – 10^5	–
Masa (M_\odot)	10^3 – 10^5	5–500	0.3–10	–
Temperatura (K)	~10	8–15	~10	–
Ancho de línea (km/s)	1–3	0.5–1.5	0.2–0.4	–

Tabla 1.2: Características físicas de nubes moleculares gigantes y oscuras (Tabla obtenida de Yamamoto, 2017).

En la figura 1.7 se muestran las regiones descritas anteriormente para las nubes moleculares gigantes.

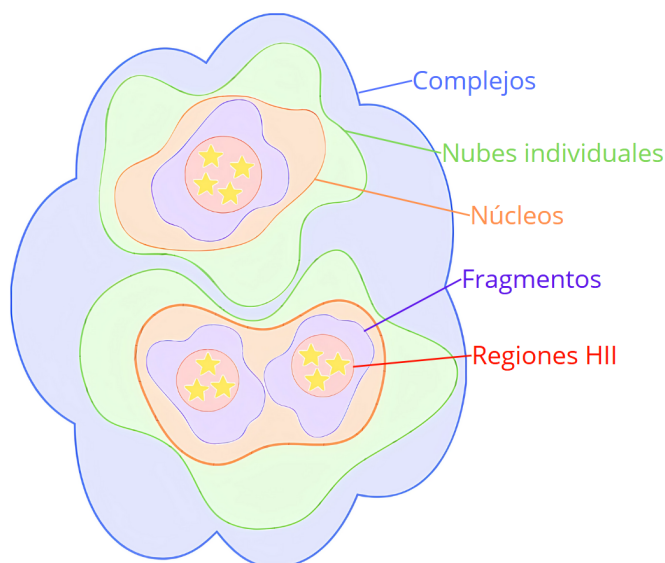


Figura 1.7: Diagrama ilustrativo de las nubes moleculares gigantes y su estructura.

El soporte principal de estas nubes proviene de varios factores: el campo magnético interestelar y los movimientos turbulentos, siendo este último especialmente relevante en las escalas más grandes. La eficiencia de la formación estelar en las nubes moleculares gigantes, definida como la proporción de la masa que se transforma en estrellas frente a la masa total de gas, es aproximadamente de unos pocos puntos porcentuales a grandes escalas, a nivel galáctico, por ejemplo.

En cúmulos densos localizados dentro de estas nubes, la conversión de gas en estrellas puede ser considerablemente eficiente, alcanzando valores superiores al 20-30%. En estas condiciones, pueden formarse cúmulos de estrellas gravitatoriamente ligados.

Las nubes moleculares gigantes (GMC), con masas entre 10^5 y $10^7 M_{\odot}$, son los principales sitios de formación estelar en galaxias. Aquellas que superan $10^5 M_{\odot}$ forman estrellas masivas ($8 M_{\odot}$), cuya radiación ultravioleta y vientos estelares ionizan el gas circundante, generando *regiones HII* (nubes de hidrógeno ionizado). Estas regiones, estudiadas en detalle por autores como [Zinnecker and Yorke \(2007\)](#), se expanden a velocidades supersónicas, comprimiendo el gas molecular y desencadenando formación estelar secundaria, mientras sus líneas de emisión (e.g., $H\alpha$ en 656.3 nm) sirven como trazadores de la actividad estelar reciente en galaxias.

1.3.1. Moléculas y emisión molecular.

Las moléculas juegan un papel fundamental en casi todos los aspectos de la formación estelar. Su presencia es crucial desde los núcleos de las nubes moleculares hasta las atmósferas estelares frías, con temperaturas inferiores a 3,000 K. Debido al polvo presente en las nubes moleculares y en las zonas de formación estelar, la luz visible es

1. INTRODUCCIÓN

fuertemente atenuada, lo que impide la observación directa del proceso de formación de estrellas. Por ello, el estudio del gas molecular a través de la observación y análisis de la emisión de sus moléculas asociadas permite entender las condiciones físico-químicas del medio donde se forman las estrellas y, en consecuencia, el propio proceso de formación estelar.

La radioastronomía es la técnica más efectiva para observar moléculas interestelares en ambientes fríos y densos, como las nubes moleculares, ya que en estas condiciones la emisión molecular se produce en el rango que va desde las altas frecuencias de radio hasta el submilimétrico. Sin embargo, las observaciones desde telescopios milimétricos y submilimétricos terrestres enfrentan el desafío de la absorción de la radiación por moléculas de agua (vapor de agua) y oxígeno presentes en nuestra atmósfera. En el rango de ondas milimétricas, las frecuencias alrededor de 60 y 118 GHz son especialmente opacas debido a la absorción por oxígeno, y cerca de 180 GHz la atmósfera es prácticamente opaca debido al vapor de agua (ver Figura 1.8).

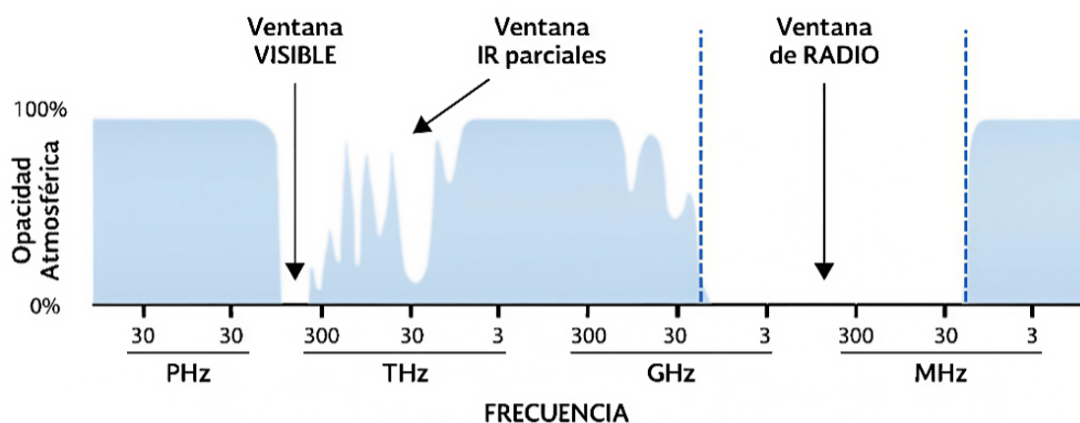


Figura 1.8: Ventanas del espectro electromagnético.

En las últimas décadas, y al gracias al desarrollo de nuevas infraestructuras milimétricas y submilimétricas como JCMT, IRAM y ALMA, se han detectado más de 200 especies moleculares en el medio interestelar y en regiones circunestelares tanto de nuestra galaxia como de galaxias externas. Estas detecciones están permitiendo estudiar la química del Universo y los procesos asociados a la formación estelar. En la Tabla 1.3 se presentan algunas de las moléculas más relevantes detectadas en diferentes regiones del medio interestelar.

Región	Moléculas detectadas	Fuentes
Nubes Moleculares	CO, NH ₃ , HCN, HNC, CH ₃ OH, CH ₃ CN, CH ₂ CHCN, H ₂ CO, H ₂ CS, HC ₃ N, HC ₅ N, HC ₇ N, C ₂ H ₂ , C ₂ H ₄ , SO, SO ₂ , OCS, HCO ⁺ , N ₂ H ⁺ , CH ⁺ , CN, CCH	(1), (2), (4)
Medio Interestelar	OH, CCH, C ₃ H ₂ , HCOOH, CH ₃ COOH, HC ₅ N, HC ₇ N, C ₆ H ₆ , C ₄ H ⁻ , C ₅ N ⁻ , CH ₂ CN, C ₃ N	(2), (3), (4)
Núcleos Fríos (TMC-1)	HC ₃ N, HC ₅ N, HC ₇ N, HC ₉ N, HC ₁₁ N, C ₆ H ₅ CN, CH ₂ CHCN, C ₈ H, C ₄ H ⁻	(3)
Regiones Circunestelares	SiO, SiS, NaCl, KCl, AlCl, PN	(2), (4)
Núcleos Calientes	CH ₃ OCH ₃ , NH ₂ CHO, CH ₃ COOCH ₃ , C ₂ H ₅ OCHO, CH ₃ C(O)NH ₂	(1)

Tabla 1.3: Moléculas más comunes detectadas. (1) [Ruf et al. \(2018\)](#), (2) [Guélin and Cernicharo \(2022\)](#), (3) [Ohishi \(2016\)](#), (4) [Li et al. \(2022\)](#)

1.3.1.1. Emisión molecular: transiciones y formación de líneas moleculares

La emisión molecular es originada por transiciones entre los distintos estados energéticos que componen la energía total de una molécula. Dicha energía es la suma de tres componentes: electrónica, vibracional y rotacional. Las transiciones entre estos estados dan lugar a la emisión de fotones en longitudes de onda específicas.

- Transiciones electrónicas:** Implican cambios en la configuración electrónica de la molécula y se asocian con energías del orden de electrón-voltios (eV), manifestándose en líneas espectrales en las regiones visible y ultravioleta.
- Transiciones vibracionales:** Corresponden a oscilaciones de los núcleos atómicos en torno a sus posiciones de equilibrio, con energías típicas en el rango de 0.1 a 0.01 eV. Estas transiciones dan lugar a líneas en la región infrarroja del espectro electromagnético.
- Transiciones rotacionales:** Se deben a la rotación de la molécula como un todo y presentan las menores energías, del orden de 10^{-3} eV. Las líneas espectrales asociadas

1. INTRODUCCIÓN

se encuentran en la región de microondas y ondas de radio, siendo fundamentales en la radioastronomía.

La energía total de una molécula se expresa como:

$$W^{\text{tot}} = W^{\text{el}} + W^{\text{vib}} + W^{\text{rot}} \quad (1.5)$$

Donde W^{el} corresponde a la energía de los electrones, mientras que W^{vib} y W^{rot} representan las energías asociadas a las vibraciones de los núcleos atómicos y a la rotación de la molécula como un todo, respectivamente. Desde la perspectiva de la mecánica cuántica, esta separación de energías permite aproximar la función de onda molecular como un producto de las funciones de onda electrónica, vibracional y rotacional.

En las condiciones típicas de las nubes moleculares interestelares (temperaturas de $\sim 10\text{--}50$ K y densidades de $\sim 10^2\text{--}10^4$ cm^{-3}), solo las transiciones rotacionales de menor energía ($J = 1 \rightarrow 0, 2 \rightarrow 1, 3 \rightarrow 2$) suelen ser detectables. Esto se debe a que las energías térmicas del medio son insuficientes para excitar transiciones de mayor energía (electrónicas y vibracionales) (Bolatto et al., 2013). La emisión de las transiciones rotacionales está determinada por:

- **Excitación sub-térmica y densidad crítica:** Las transiciones rotacionales requieren que la densidad del gas supere un umbral crítico (n_{crit}) para termalizar niveles energéticos. Para CO $J = 1 \rightarrow 0$, $n_{\text{crit}} \sim 600$ cm^{-3} (Scoville and Sanders, 2016). En regiones difusas ($n_{\text{H}_2} < n_{\text{crit}}$), la población de niveles superiores es insuficiente, resultando en emisión sub-térmica ($R_{2-1/1-0} \sim 0.3$) (Goldsmith, 2001).
- **Temperatura cinética (T_{kin}):** Describe la energía promedio asociada al movimiento térmico de las moléculas en un gas. Es un parámetro fundamental porque determina la velocidad con la que las moléculas se mueven y, por tanto, la probabilidad de que ocurran colisiones capaces de excitar o desexcitar niveles energéticos.

Cuando las colisiones entre partículas son lo suficientemente frecuentes como para que la distribución de ocupación de los niveles energéticos siga una ley de Boltzmann caracterizada precisamente por la temperatura cinética. Esto significa que la temperatura de excitación (T_{ex}), que describe la población relativa de los niveles moleculares, es igual a T_{kin} . Por lo tanto, la intensidad de las líneas moleculares observadas depende directamente de la temperatura cinética del gas y decimos que esas transiciones están termalizadas.

1.3.1.2. Excitación molecular: magnitudes y su relación con la emisión molecular.

La excitación molecular constituye un proceso fundamental en la espectroscopía y en la astrofísica, mediante el cual una molécula transita desde un estado energético a otro de mayor energía. En el contexto de la espectroscopía rotacional, las moléculas

pueden existir en diferentes estados rotacionales, cada uno caracterizado por un número cuántico rotacional J . Para una molécula diatómica modelada como un rotor rígido, la energía de estos niveles rotacionales viene dada por la expresión:

$$E_J = h \cdot c \cdot B \cdot J(J + 1) \quad (1.6)$$

donde B representa la constante rotacional que depende inversamente del momento de inercia de la molécula, h es la constante de Planck y c la velocidad de la luz. Esta cuantización de la energía rotacional resulta fundamental para comprender la emisión y absorción de radiación en diferentes regiones del espectro electromagnético.

Las transiciones entre estos niveles rotacionales están gobernadas por reglas de selección específicas, que para el caso de transiciones de dipolo eléctrico son $\Delta J = \pm 1$. Estas transiciones generan espectros característicos en la región de microondas o infrarrojo lejano. Para la mayoría de las moléculas, las transiciones rotacionales ocurren en la región entre frecuencias de 3 a 600 GHz.

En las nubes moleculares densas y frías, uno de los principales problemas al analizar e interpretar las emisiones moleculares es lo que se conoce como “atrapamiento radiativo” o auto-absorción. Este fenómeno ocurre cuando el medio es lo suficientemente denso como para que un fotón emitido por una molécula en un punto de la nube sea absorbido por otra molécula del mismo tipo, quedando “atrapado” dentro de la nube y no contribuyendo, por tanto, a la línea de emisión molecular observada. Como resultado, la emisión se vuelve opaca y la intensidad observada puede subestimar la cantidad real de moléculas presentes en la nube.

Esto puede generar perfiles espectrales con depresiones centrales y afectar la estimación precisa de parámetros como la densidad de columna (N_{H_2}), la masa de gas molecular de la nube (M_{gas}), e incluso la determinación de densidad (n) y temperatura (T) en distintas zonas de la nube. La forma más correcta de tratar este problema pasa por la resolución punto a punto de la ecuación de transferencia radiativa, describiendo en cada paso tanto la emisión como la absorción de la radiación. Este problema es sumamente complejo e irresoluble desde el punto de vista analítico, ya que es un problema no-lineal, muy acoplado con valores iniciales desconocidos. Es por ello que el estudio y análisis de la emisión molecular en nubes moleculares se realiza con métodos aproximativos.

1.3.2.2.1 Métodos para estimar las condiciones de excitación del gas: LTE vs VLG.

En ambientes astrofísicos, la determinación de las condiciones físicas del gas molecular requiere modelos que consideren los mecanismos de excitación y desexcitación de sus niveles energéticos. Dos enfoques fundamentales son el Equilibrio Termodinámico Local (LTE, por sus siglas en inglés) y el método del Gran Gradiente de Velocidad (LVG, por sus siglas en inglés), este último aplicado en condiciones de NO-LTE.

LTE

La población de los distintos niveles energéticos de una molécula viene representada por la ecuación de Boltzmann,

$$N_u = \frac{N_{total}}{Z} \cdot g_u \cdot e^{-E_u/kT} \quad (1.7)$$

Donde N_u es la densidad de columna total de la especie molecular, $g_u = J_u + 1$ es el peso estadístico del nivel superior (con J_u como el número cuántico rotacional del nivel), E_u es la energía del nivel superior, k es la constante de Boltzmann y T_{ex} es la temperatura de excitación, que describe la distribución de las poblaciones de los niveles energéticos en función de la energía térmica disponible. En condiciones normales (non-LTE), T_{ex} no es única, sino que describe la razón de poblaciones entre dos niveles consecutivos y suele tomar valores diferentes para distintas transiciones. La función de partición Z se define como:

$$Z = \sum_i g_i \exp\left(-\frac{E_i}{k \cdot T_{ex}(i)}\right) \quad (1.8)$$

Esta función de partición actúa como un factor normalizador que asegura que la suma de las poblaciones fraccionales en todos los niveles energéticos sea igual a la densidad total. En condiciones de equilibrio termodinámico local, las poblaciones de los niveles energéticos moleculares están dictadas exclusivamente por la temperatura cinética del gas y la temperatura de excitación (T_{ex}) sería única e igual a la temperatura cinética (T_{kin}).

Esta aproximación simplifica mucho el problema, ya que en LTE, la ecuación de Boltzmann permite calcular fácilmente la densidad total a partir de la densidad observada para una transición específica, siempre y cuando se conozca la temperatura cinética.

Sin embargo, el LTE es una idealización que presupone condiciones específicas:

- Muy alta densidad, suficiente para garantizar que las colisiones entre moléculas sean mucho más frecuentes que los procesos radiativos (es decir, que las tasas colisionales dominen sobre las tasas radiativas).
- Homogeneidad espacial.
- Ausencia de efectos externos como campos radiativos intensos.

En medios interestelares donde estas condiciones no se cumplen completamente, el LTE no es válido. Por ejemplo, en medios con densidades bajas ($n_{H_2} < 10^3 \text{ cm}^{-3}$), las colisiones no son lo suficientemente frecuentes para termalizar todas las transiciones moleculares, lo que resulta en desviaciones significativas entre T_{ex} y T_{kin} . Esto puede llevar a errores importantes incluso del orden del 80% en la estimación de parámetros físicos como densidades y temperaturas.

Además, en entornos donde hay gradientes espaciales significativos o campos radiativos intensos (como regiones cercanas a estrellas jóvenes o núcleos galácticos activos), el

bombeo radiativo puede alterar las poblaciones moleculares. En estos casos, las poblaciones fraccionales pueden ser mayores o menores que las predichas por LTE, haciendo necesario recurrir a modelos NO-LTE para obtener resultados más precisos. Sin embargo, debido a su simplicidad matemática, esta aproximación es bastante utilizada, sobre todo cuando tenemos pocas restricciones observacionales y no se puede hacer un análisis más profundo. Se debe mantener en mente el orden de los errores que podemos estar cometiendo.

NO-LTE

Una mejor aproximación al problema de la determinación de las propiedades físico químicas del gas molecular es el uso de modelos NO-LTE. En los modelos NO-LTE (fuera del equilibrio termodinámico local), las poblaciones de los niveles energéticos moleculares no están determinadas únicamente por colisiones, sino por un equilibrio entre procesos radiativos (emisión y absorción de fotones) y colisionales (interacciones entre partículas). Este enfoque es crítico en medios interestelares difusos (con densidades $n_{\text{H}_2} < 10^3 \text{ cm}^{-3}$), donde la radiación escapa del sistema antes de que las colisiones termalicen las transiciones. La ecuación de equilibrio estadístico que rige este balance entre las poblaciones de los niveles es:

$$\sum_{k \neq i} (n_k C_{ki} + n_k R_{ki}) - n_i \sum_{k \neq i} (C_{ik} + R_{ik}) = 0, \quad (1.9)$$

donde C_{ij} y R_{ij} representan las tasas colisionales y radiativas, respectivamente. A diferencia del LTE, aquí la intensidad de radiación J_ν depende de la solución no local de la ecuación de transporte radiativo:

$$\frac{dI_\nu}{ds} = -\alpha_\nu I_\nu + j_\nu, \quad (1.10)$$

siendo α_ν el coeficiente de absorción (que incluye contribuciones de transiciones moleculares y partículas) y j_ν el coeficiente de emisión (por procesos térmicos o no térmicos). Resolver esta ecuación en medios extendidos requiere integrar a lo largo de toda la línea de visión, lo que computacionalmente es costoso.

El método LVG simplifica el problema NO-LTE al introducir un gradiente de velocidad macroscópico (dv/dr) en el gas. Este gradiente induce corrimientos Doppler locales ($\Delta\nu_{\text{Doppler}} = \nu_0 \cdot \frac{v}{c}$), que reducen la profundidad óptica efectiva. Como consecuencia, los fotones emitidos en una región del medio son percibidos en frecuencias distintas en zonas adyacentes, limitando la retroalimentación radiativa. La probabilidad de escape de fotones (β), clave en LVG, se define como:

$$\beta = \frac{1 - e^{-\tau_{\text{Sob}}}}{\tau_{\text{Sob}}}, \quad (1.11)$$

donde τ_{Sob} es la profundidad óptica de Sobolev, dada por:

$$\tau_{\text{Sob}} = \frac{A_{ij} c^3}{8\pi\nu^3} \frac{n_i g_j - n_j g_i}{g_i |dv/dr|}. \quad (1.12)$$

1. INTRODUCCIÓN

Esta aproximación permite resolver las poblaciones moleculares de forma local, evitando integraciones globales del campo de radiación. Por ejemplo, en nubes moleculares pequeñas y frías con gradientes de velocidad $dv/dr \sim 1 - 10 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$, el LVG reproduce perfiles de línea de CO con errores inferiores al 15 % respecto a modelos NO-LTE completos.

El LVG es válido bajo dos condiciones principales:

- **Gradientes de velocidad significativos:** $dv/dr > 10 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$.
- **Escalas de longitud pequeñas:** La longitud de Sobolev, $L_{\text{Sob}} = \frac{v_{\text{th}}}{|dv/dr|}$ (con v_{th} como velocidad térmica), debe ser menor que el tamaño característico de la nube.

En núcleos galácticos activos (con gradientes $dv/dr \sim 100 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$), el LVG proporciona estimaciones precisas de densidades ($n_{\text{H}_2} \sim 10^4 - 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y temperaturas ($T_{\text{kin}} \sim 50 - 100 \text{ K}$). Sin embargo, en medios turbulentos o con inhomogeneidades espaciales, la aproximación falla, subestimando la temperatura de excitación T_{exc} hasta en un 30 %.

Parámetro	LTE	LVG
Equilibrio	Colisiones dominantes	Competencia radiación - colisiones
Temperatura	Única (T_{kin})	Múltiples ($T_{\text{kin}}, T_{\text{rot}}$)
Aplicación	Regiones densas (nubes moleculares)	Medios difusos (atmósferas, CGM)
Complejidad	Baja (solución analítica)	Alta (modelos iterativos)

Tabla 1.4: Diferencias entre LTE y el modelo LVG.

Las diferencias presentadas en la Tabla 1.4 de estos modelos permiten interpretar observaciones de líneas moleculares en contextos donde el LTE falla, como en el medio circumgaláctico de galaxias distantes o en atmósferas de exoplanetas. La elección entre LTE y LVG depende críticamente de la densidad del gas y la presencia de mecanismos de excitación no térmicos.

1.3.1.3. Moléculas trazadoras de gas denso.

La emisión molecular se utiliza para estudiar las condiciones físicas dentro de las nubes moleculares, especialmente en regiones de alta densidad donde se están formando estrellas. Estas moléculas tienen transiciones en longitudes de onda específicas que pueden detectarse y analizarse con los modelos anteriores para obtener información sobre

la temperatura, la densidad y otras propiedades del gas (Aladro et al., 2011).

En las regiones más densas de la nube molecular, la emisión del CO se vuelve ópticamente gruesa es decir, es atrapada por otras moléculas de CO y son necesarias emisiones de otras moléculas para observar estas regiones, estos trazadores de gas denso incluyen moléculas como el HNC, el CS y el HCN, que poseen momentos dipolares eléctricos permanentes mayores que los del CO. En física, el momento dipolar eléctrico se define como una magnitud vectorial igual al producto de las cargas por la distancia que las separa, cuya dirección va de la carga negativa a la positiva. Esta propiedad física fundamental determina el comportamiento de las moléculas en campos electromagnéticos y su interacción con otras especies.

Debido a su mayor momento dipolar, moléculas como HCN, CS y HNC requieren densidades más altas para excitarse mediante colisiones, lo que las convierte en excelentes trazadores de regiones más densas que las trazadas por el CO. Esta propiedad permite a los astrónomos “mapear” diferentes regiones de densidad dentro de una misma nube molecular, proporcionando una visión más completa de su estructura interna.

La interpretación de las observaciones de estos trazadores de gas denso presenta múltiples complejidades, ya que la emisión puede verse afectada por diversos factores como la temperatura y densidad del gas, la abundancia de las moléculas emisoras y la presencia de granos de polvo que emiten en estas longitudes de onda cambiando la excitación del medio. Estos factores deben considerarse cuidadosamente al analizar los datos observacionales (Aladro et al., 2015).

1.3.2. Evolución del brote y química del gas.

La evolución de los brotes estelares está intrínsecamente ligada a la química del gas circundante, que juega un papel crucial en los procesos de formación estelar y en la regulación de la actividad galáctica. Algunos ejemplos son:

La presencia de isómeros como HNC y la variabilidad en sus relaciones de abundancia con HCN bajo diferentes condiciones de temperatura y densidad ofrecen información valiosa sobre la historia térmica y la estructura interna de las nubes moleculares. Esto es particularmente relevante para entender cómo las condiciones físicas dentro de las nubes moleculares pueden influir en la eficiencia de la formación estelar.

El estudio de moléculas como HC₃N en gas protegido proporciona evidencia sobre la naturaleza y evolución de los ambientes densos y oscurecidos por polvo que son propicios para la formación de estrellas masivas. Estos ambientes parecen preferir galaxias con alta extinción y actividad enterrada, lo que sugiere un vínculo entre la química del gas y la evolución de las poblaciones estelares dentro de las galaxias.

Los radicales, como CN, actúan como trazadores sensibles de las condiciones ambientales, incluyendo la densidad del gas y la exposición a la radiación. Su estudio en diferentes entornos, desde regiones de formación estelar hasta galaxias externas, ofrece una herramienta poderosa para investigar la interacción entre la formación estelar y la

evolución química del medio interestelar.

Finalmente, la identificación de trazadores de choque como SiO, H₂O, HNCO, CH₃OH proporciona evidencia directa de la importancia de los procesos de choque en la liberación de especies químicas y en la modulación de la química del gas en regiones de formación estelar y en galaxias interactuantes. Estos hallazgos subrayan el papel fundamental de los choques en la evolución química del gas y en la regulación de la formación estelar (Aalto, 2014).

1.4. Motivación y objetivos de la tesis.

El gas molecular denso es el principal combustible para la formación de estrellas, un proceso clave en la evolución del universo. Estudiar sus propiedades y comportamiento permite entender cómo se forman y desarrollan las estrellas y las galaxias, además de aportar información sobre la evolución cósmica. Por ejemplo, el ritmo de formación estelar puede revelar datos sobre la edad y el futuro de las galaxias.

Esta tesis tiene como objetivo analizar la emisión molecular de cuatro galaxias cercanas tipo "starburst", observadas con el espectrómetro RSR a 3 mm en el Gran Telescopio Milimétrico (GTM, Sierra Negra, México). Se busca determinar las condiciones físicas del gas responsable de la formación estelar y clasificar el estado evolutivo del brote estelar en cada galaxia.

Diversos autores han demostrado que la riqueza química observada en galaxias *starburst* y las diferencias en las especies moleculares excitadas pueden estar relacionadas con distintos mecanismos de excitación del gas, tales como choques, regiones de fotodisociación (PDRs) y regiones dominadas por rayos X (XDRs). Por ejemplo, Aladro et al. (2011) y Martín et al. (2009) emplearon diagramas de diagnóstico molecular y modelos de PDR/XDR para interpretar la abundancia relativa de especies como HCN, HCO⁺, HNC, CN y CS, mostrando que la presencia y la intensidad relativa de estas moléculas pueden usarse como trazadores de los procesos físicos dominantes en cada galaxia. Costagliola et al. (2011), Gao et al. (2007) y Krips et al. (2010) también han utilizado estos métodos para distinguir entre la influencia de radiación UV, rayos X y choques en la química del gas molecular, demostrando que la combinación de diferentes razones de líneas moleculares (por ejemplo, HCN/HCO⁺, HNC/HCN, CN/HCN) permite discriminar entre regiones dominadas por formación estelar, actividad nuclear o procesos de choque.

En este contexto, se analizaron diagnósticos moleculares para identificar el estado evolutivo de la formación estelar en las galaxias seleccionadas. Los espectros moleculares obtenidos, ricos en detalles, permitirán comparar las características del medio denso entre los cuatro objetos estudiados. Finalmente, los resultados se contrastarán con investigaciones previas.

En el caso específico de Aladro et al. (2011), su estudio se centró en una muestra limi-

tada de galaxias *starburst*, analizando la composición química mediante observaciones con el receptor EMIR en el telescopio IRAM de 30 metros. Este trabajo permitió observar cómo evoluciona la química del gas molecular bajo la influencia de choques y radiación UV, aunque la muestra restringida limitó la estadística obtenida. Esta investigación busca ampliar la muestra y mejorar la estadística, permitiendo un análisis más robusto sobre las condiciones físicas y químicas del gas molecular en galaxias *starburst*. De este modo, se espera contribuir a una mejor comprensión de los procesos evolutivos asociados a estas regiones.

Datos observacionales

2.1. La muestra de galaxias: IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946

En este estudio, se realizará un análisis de una muestra de 4 galaxias 'Starburst': IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946. (Ver Fig. 2.1)



Figura 2.1: Imagen óptica de muestra. Las imagenes fueron obtenidas de [NOIRLab, 2023](#) para IC342, NGC891, NGC6946 y APOD, [Hallas et al. \(2015\)](#) para NGC2903.

La Tabla 2.1 integra información relevante sobre las cuatro galaxias que forman parte del proyecto *The LMT Galaxies' 3mm Spectroscopic Survey* (I.P. Daniel Rosa-González). Fueron seleccionadas por cumplir los siguientes criterios:

1. Estar clasificadas como galaxias tipo *starburst*, con tasas de formación estelar (SFR) similares y sin evidencias de actividad nuclear adicional.
2. Ser objetos cercanos, de modo que las observaciones se enfoquen en la región nuclear, minimizando la contribución de los brazos espirales y, por tanto, de la

2. DATOS OBSERVACIONALES

formación estelar continua en el disco.

3. Encontrarse a distancias similares para permitir la comparación de regiones físicamente equivalentes en las cuatro galaxias.
4. IC 342 fue seleccionada adicionalmente por haber sido analizada previamente por [Aladro et al. \(2011\)](#), lo que proporciona un punto de referencia para validar nuestros resultados.

2.1 La muestra de galaxias: IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946

Datos	Galaxias			
	IC342	NGC891	NGC2903	NGC6946
z^a (10^{-4})	1.0	17.6	18.3	1.6
RA ^b (J2000)	03 : 46 : 48.5	02 : 22 : 33.4	09 : 32 : 10.1	20 : 34 : 52.3
DEC ^c (J2000)	+68 : 05 : 46.0	+42 : 20 : 56.9	+21 : 30 : 03.0	+60 : 09 : 14.1
Tipo ^d Morfológico	SAB(rs)cd	SA(s)b	SAB(rs)bc	SAB(rs)cd
D_L^e (Mpc)	3.3	7.6	7.9	6.0
V_{LSR}^f ($km\ s^{-1}$)	23	528	536	45
θ_s^g (")	10.6	17.6	15	11.5
$N(H_2)^h$ ($10^{22}\ cm^{-3}$)	5.8	0.5	3.1	0.6
L_{FIR}^i ($10^9 L_\odot$)	2.26	2.47	7.07	8.41
SFR ^j ($M_\odot\ yr^{-1}$)	2.5	4.2	1.5	2.52
M_{HI}^k ($10^9 M_\odot$)	18.2	10.6	4	4.1
M_{gas}^l ($10^8 M_\odot$)	1.4	0.3	3	2.2

Tabla 2.1: Datos obtenidos de [Aladro et al. \(2011\)](#) para IC342. **(a)** Corrimiento al rojo. [Helou et al. \(1991\)](#) **(b),(c)** Coordenadas del centro dinámico de la galaxia. Las unidades de ascensión recta son horas, minutos y segundos, y las unidades de declinación son grados, minutos de arco y segundos de arco. [Helou et al. \(1991\)](#) **(d)** Tipo morfológico. [Helou et al. \(1991\)](#) **(e)** Distancia de luminosidad obtenida con los valores $H_o = 69.6$, $\omega_M = 0.286$, $\omega_{vac} = 0.714$ y sus respectivos valores de z en cada galaxia. [Wright \(2023\)](#) **(f)** Velocidades con respecto a la norma local de reposo obtenidas de [Egret et al. \(1991\)](#). **(g)** Tamaño de la región emisora en milimétrico. Ref: [Jackson et al. \(1991\)](#) para NGC2903, [Egret et al. \(1991\)](#) para NGC891 y NGC6946. **(h)** Densidad columnar de hidrógeno molecular. [Leon et al. \(2008\)](#) para NGC2903, [Handa et al. \(1992\)](#) para NGC891 y [Rebolledo et al. \(2015\)](#) para NGC6946. **(i)** Luminosidad en el lejano infrarrojo, Far-IR (IRAS). [Helou et al. \(1991\)](#) **(j)** Tasa de formación estelar calculada con $H\alpha$. [Handa et al. \(1992\)](#) para NGC891, [Leon et al. \(2008\)](#) para NGC2903, [Nandakumar and Dutta \(2023\)](#) para NGC6946 **(k)** Masa de hidrógeno neutro. [Handa et al. \(1992\)](#) para NGC891, [Jackson et al. \(1991\)](#) para NGC2903, [Nandakumar and Dutta \(2023\)](#) para NGC6946. **(l)** Masa total de gas molecular contenida en la fuente. Asumiendo el gas en equilibrio virial. Se utilizaron los tamaños angulares de la fuente (θ_s) indicados en la fila 7, así como un valor promedio de los anchos de línea calculado a partir de los presentados en las tablas [2.9](#), [2.10](#), [2.11](#) y [2.12](#).

2.1.1. IC342

IC342 es una galaxia espiral barrada cercana, situada a una distancia de 3.3 Mpc y orientada de frente, localizada en la constelación septentrional de *Camelopardalis*. Esta galaxia es conocida por su riqueza en gas molecular y un núcleo que alberga una región activa de formación estelar. En particular, se han identificado nubes moleculares densas que sugieren la presencia de una onda de densidad espiral en el núcleo, lo que podría ser evidencia de interacciones gravitacionales con otras galaxias cercanas. Observaciones previas del centro de IC342 utilizando telescopios de un solo plato han permitido estudiar su dinámica y composición molecular, destacando su actividad estelar y procesos químicos complejos.

Debido a la alta extinción calculada en investigaciones previas, el estudio de IC342 se ha favorecido en el rango de ondas milimétricas y submilimétricas. [Aladro et al., 2011](#) realizaron un análisis detallado utilizando el telescopio IRAM de 30 metros. Estos autores lograron detectar diversas moléculas como HC_3N , H_2CO y CH_3OH , las cuales son indicadores clave para estudiar las condiciones físicas y químicas del medio interestelar. Los resultados revelaron que las transiciones moleculares observadas se originan en regiones densas ($\geq 10^4 \text{ cm}^{-3}$) asociadas a formación estelar masiva, posiblemente influenciadas por procesos dinámicos como ondas de choque.

Posteriormente, [Nakajima et al., 2018](#) ampliaron estos estudios observados en toda la banda de 3 mm (85 – 116 GHz) utilizando el radiotelescopio Nobeyama de 45 metros. Este estudio detectó alrededor de 23 especies moleculares en el núcleo de IC342, incluyendo CN, HCN, HC_3N , ^{13}CO y CH_3CN , con temperaturas de brillo de hasta 27.6 mK para la línea CN(1-0). Destaca especialmente la primera detección de cyclic- C_3H_2 (ciclopropenilideno) en esta galaxia, una molécula asociada a regiones de alta densidad y turbulencia.

2.1.2. NGC2903

NGC 2903 es una galaxia espiral barrada cercana, ubicada a una distancia de 8.9 Mpc en la constelación de Leo, y fue descubierta por William Herschel en 1784. Tiene una magnitud aparente de 9.7 y una tasa de formación estelar (SFR) de aproximadamente $1.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

La distribución del gas molecular en NGC 2903 ha sido ampliamente estudiada mediante observaciones en múltiples longitudes de onda milimétrica, particularmente en las líneas de emisión de CO y trazadores de gas denso. Usando el telescopio Nobeyama de 45 m y el IRAM de 30 m, se han detectado transiciones como $^{12}CO(1-0)$, $^{12}CO(2-1)$, $^{12}CO(3-2)$, $^{13}CO(1-0)$ y HCN(1-0). Estas observaciones han permitido caracterizar las propiedades físicas del gas molecular en el núcleo galáctico, encontrando que la temperatura cinética promedio del gas es $T_k \simeq 20 \text{ K}$, con una densidad volumétrica de $n(H_2) = 10^{4.2} \text{ cm}^{-3}$ y una densidad de columna de CO de $N(CO) = 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ ([Topal, 2020](#)).

El análisis de los cocientes entre las intensidades de las líneas moleculares sugiere que el gas en el centro de NGC 2903 es más ópticamente delgado que en galaxias *starburst* como NGC 253, pero presenta una fracción de gas denso similar a la observada en galaxias espirales normales. Sin embargo, su densidad volumétrica de H_2 es mayor que la típica en estos sistemas. La detección de HCN(1-0), HCO⁺(1-0) y HC₃N indica la presencia de regiones densas asociadas a formación estelar activa y procesos químicos complejos (Muraoka et al., 2016).

En términos dinámicos, la barra galáctica juega un papel clave al canalizar el gas hacia el núcleo, donde se concentra gran parte de la actividad estelar. Estudios multibanda han identificado regiones HII y cúmulos jóvenes (<10 Myr) distribuidos a lo largo de la barra y el núcleo, con tasas locales de formación estelar que alcanzan hasta $0.9 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ en el centro. Además, los gradientes cinemáticos observados sugieren la existencia de ondas de densidad que comprimen el gas molecular y favorecen su colapso gravitacional en las nubes moleculares asociadas a los brazos espirales (Popping et al., 2010).

2.1.3. NGC891

NGC 891 es una galaxia espiral vista de canto, ubicada a una distancia de 9.6 Mpc, y es reconocida por su similitud con la Vía Láctea en términos de tipo Hubble (Sb), luminosidad óptica y velocidad de rotación (van der Kruit, 1984). Esta galaxia ha sido objeto de numerosos estudios que buscan comprender la distribución y las características de su medio interestelar (ISM). Su disco galáctico plano y delgado está atravesado por regiones de polvo que dividen su estructura central, mientras que filamentos de polvo se extienden cientos de años luz por encima y por debajo del disco, probablemente debido a explosiones de supernovas o procesos asociados a la formación estelar activa (Rejkuba et al., 2009).

El gas molecular y el polvo frío en NGC 891 han sido ampliamente estudiados. Observaciones realizadas por García-Burillo et al. (1992, 1995) detectaron emisiones de CO(1-0) que trazan el gas molecular en el disco galáctico, mientras que Hughes et al. (2014) confirmaron una fuerte correlación espacial entre la densidad superficial del polvo frío y el gas molecular trazado por CO(3-2). Sin embargo, se ha observado una correlación más débil entre el polvo y el hidrógeno neutro (HI), lo que sugiere diferencias en los procesos físicos que afectan estos componentes del ISM (Hughes et al., 2014).

Estudios submilimétricos como los realizados por Dupac et al. (2003) han permitido caracterizar el espectro energético de la galaxia en el rango infrarrojo lejano/submilimétrico utilizando datos de PRONAOS, ISOPHOT e IRAS. Estos análisis revelaron dos componentes de polvo: una cálida con temperatura promedio de 29 K y otra fría con temperatura promedio de 16 K. Además, se estimó una masa total del ISM entre $4.6 \times 10^9 M_{\odot}$ y $12 \times 10^9 M_{\odot}$, dependiendo del modelo utilizado, con una relación gas-polvo consistente de aproximadamente 240, en nuestra galaxia es 110 (Dupac et al., 2003).

Más recientemente, observaciones realizadas con Herschel PACS/SPIRE como parte

2. DATOS OBSERVACIONALES

del proyecto *Very Nearby Galaxies Survey* han permitido mapear el polvo frío en alta resolución ($\leq 36''$) y estudiar asimetrías en las propiedades del ISM. Estas observaciones revelaron diferencias en las temperaturas del polvo y las tasas de formación estelar entre distintas regiones del disco galáctico, destacando un mayor contenido de gas molecular en el noreste del disco respecto al suroeste (Hughes et al., 2014).

NGC 891 también ha sido objeto de investigaciones enfocadas en su halo galáctico. Se ha identificado hidrógeno neutro (HI) girando en sentido contrario cerca del disco y evidencia significativa de acreción intergaláctica. Además, estructuras arqueadas observadas alrededor de la galaxia podrían representar remanentes de antiguas interacciones o eventos de acreción (García-Burillo and Guélin, 1995). Estas características hacen de NGC 891 un laboratorio excepcional para entender los procesos dinámicos del ISM y las interacciones entre galaxias.

2.1.4. NGC6946

NGC 6946, una galaxia espiral de tipo SAB(rs)cd ubicada a 6.8 Mpc, exhibe una actividad de formación estelar moderada ($\text{SFR} \sim 2.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) y una compleja dinámica molecular en su región central. Estudios interferométricos han revelado que el gas molecular se concentra en una barra nuclear de ~ 250 pc de radio, con anchos de línea CO(1-0) de hasta 237 km s^{-1} , indicando movimientos no circulares inducidos por el potencial gravitacional de la estructura barrada (Schinnerer et al., 2006).

Observaciones de múltiples transiciones moleculares (CO, HCN, HCO⁺, HNC) con el IRAM 30 m y ALMA muestran que la fracción de gas denso ($f_{\text{dense}} = \Sigma_{\text{HCN}}/\Sigma_{\text{CO}}$) alcanza 0.15 – 0.25 en regiones nucleares (Eibensteiner et al., 2022). Estudios de isotólogos por Li et al., 2021a revelan que las razones $^{13}\text{CO}/\text{C}^{18}\text{O}$ varían entre 4.2 – 7.8 en el disco, mostrando un gradiente radial positivo ($dR/dr \sim 0.3 \text{ kpc}^{-1}$) consistente con enriquecimiento químico diferencial por nucleosíntesis estelar (Jiménez-Donaire et al., 2017). Esta variación sugiere mayor proporción de ^{13}CO en regiones externas, vinculado a procesos de fraccionamiento en gas frío ($T_k < 25 \text{ K}$).

La detección de HC₃N(24-23) y CH₃OH(2-1) en el núcleo Li et al. (2021a) indica presencia de gas ultradenso ($n_{\text{H}_2} \geq 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y procesos de química shocks-driven. Estas condiciones favorecen la formación estelar, con eficiencias $\text{SFE}_{\text{dense}} \sim 10^{-8} \text{ yr}^{-1}$ similares a IC342 (Eibensteiner et al., 2022). Sin embargo, la tasa de formación estelar en NGC 6946 es un 30% menor que en IC342, posiblemente debido a diferencias en la presión turbulenta del medio interestelar ($P_{\text{turb}} \sim 10^6 \text{ K cm}^{-3}$ vs 10^7 K cm^{-3}).

NGC 6946 destaca por su estructura en doble barra y gradientes químicos bien definidos. Proyectos como EMPIRE (Jiménez-Donaire et al., 2017) han demostrado que su razón $^{13}\text{CO}/\text{C}^{18}\text{O}$ (6.0 ± 0.9) difiere significativamente de galaxias starburst (3.4 ± 0.9) y ULIRGs (1.1 ± 0.4), reflejando distintos regímenes de enriquecimiento interestelar.

2.2. Observaciones

Los espectros de las galaxias fueron obtenidos con el Gran Telescopio Milimétrico en su configuración de 32 metros con el RSR. En la segunda temporada de adquisición en el caso de los datos para NGC6946 y su tercera temporada de adquisición para el resto de galaxias: IC342, NGC891 y NGC2903.

2.2.1. GTM e instrumentación

Actualmente, en su configuración final de 50 m, el *Gran Telescopio Milimétrico Alfonso Serrano* (GTM-50 m) es el mayor telescopio milimétrico y submilimétrico de plato único del mundo. Respaldo por un conjunto de instrumentos de primera clase, el GTM ofrece una sensibilidad extremadamente alta, una gran capacidad de mapeo a altas velocidades y una resolución angular intermedia en el rango de longitudes de onda de 4 mm a 0.8 mm, permitiendo observaciones tanto en continuo como espectroscópicas.



Figura 2.2: Gran Telescopio Milimétrico (Imagen obtenida de [Erickson et al., 2010](#)).

Está situado a una altitud de 4,580 metros en la cima del Tliltépetl, también conocido como Volcán Sierra Negra, un volcán extinto en el estado de Puebla, a solo 7 km del Citlaltépetl o Pico de Orizaba, el pico más alto de México. La ubicación, seleccionada por su latitud de 19 grados, ofrece una excelente cobertura del cielo en el hemisferio sur, especialmente hacia el centro galáctico, alcanzando una elevación de aproximadamente 45 grados. La opacidad atmosférica, medida por un radiómetro de inclinación a 225 GHz, es baja, con un valor mediano de aproximadamente 2 mm de vapor de agua precipitable durante nueve meses al año, y opacidades menores a 0.1 durante el invierno, lo que lo hace ideal para observaciones submilimétricas ([Carrasco et al., 2006](#)).

La superficie primaria del GTM está compuesta por 180 segmentos individuales dispuestos en cinco anillos concéntricos, lo que le brinda una superficie reflectora de 50 metros de diámetro.

2. DATOS OBSERVACIONALES

La superficie reflectora primaria cumple con especificaciones de diseño de precisión en superficie de 75 micras en promedio. El GTM se beneficia de las características atmosféricas de esta ubicación para lograr una gran sensibilidad, resolución espacial y superficie adaptativa, lo que permite alcanzar longitudes de onda submilimétricas con precisión. Esto permitirá distinguir objetos astronómicos débiles con mayor detalle que lo alcanzado por los telescopios de plato único milimétricos y sub-milimétricos construidos en las últimas décadas (Erickson et al., 2010).

La radiación milimétrica es emitida por fuentes astronómicas extremadamente frías, con temperaturas por debajo de los 50 K. Estas bajas temperaturas son características de las gigantescas nubes de gas y polvo a partir de las cuales se forman estrellas. El GTM permite el estudio de estas nubes para investigar la formación de planetas, estrellas y galaxias tanto en el Universo cercano como en el lejano. La detección de objetos muy distantes cuya radiación fue emitida en etapas tempranas del Universo permite estudiar la evolución de estos procesos a lo largo de los 13.8 mil millones de años de vida del Universo.

El impacto científico del GTM se refleja en una mejor comprensión de los procesos físicos responsables de la formación y evolución de estructuras a gran escala, como cúmulos de galaxias, galaxias y regiones de formación estelar masivas dentro de ellas, así como estructuras a menor escala, como estrellas y planetas individuales. El GTM aborda preguntas fundamentales relacionadas con el origen y la naturaleza del Universo, desde su evolución desde el Big Bang hasta la conformación del entorno que observamos a nuestro alrededor. Además de ser un telescopio diseñado para recibir la débil radiación de objetos astronómicos distantes, el GTM representa un impresionante logro de ingeniería y tecnología avanzada liderado por México (Carrasco et al., 2006).

Propiedad	Especificaciones	Objetivo
Precisión del área efectiva	75 μ m rms	70 μ m rms
Precisión de apuntado	1.0 arcsec	0.6 arcsec
Eficiencia de la apertura (3.0 mm)	0.65	0.70
Eficiencia de la apertura (1.2 mm)	0.40	0.45
Sensibilidad (3.0 mm)	2.2Jy/K	2.0Jy/K
Sensibilidad (1.2 mm)	3.5Jy/K	
Tamaño del haz* (3.0 mm)	15 arcsec	
Tamaño del haz* (1.2 mm)	6 arcsec	

Tabla 2.2: Especificaciones técnicas del GTM 50m. * Se considera el ancho a la mitad de la altura máxima (Carrasco et al., 2006).

Hasta el año 2022, el Gran Telescopio Milimétrico (GTM) operó con una configura-

ción de antena de 32 metros. Los datos analizados en el marco de este trabajo fueron recopilados utilizando dicha configuración del GTM, en combinación con el Redshift Search Receiver (RSR). Actualmente es completamente funcional en su configuración de 50 metros.

2.2.2. Redshift Search Receiver: RSR

El Redshift Search Receiver (RSR) se desarrollo como un instrumento de primera generación para el GTM. Utiliza una construcción muy novedosa para un receptor de onda milimétricas y el espectrómetro es un conjunto de autocorreladores analógicos de banda ancha. Hay cuatro receptores que alcanzan temperaturas de ruido menores a 50K y cubren un rango de frecuencias de 73.7 a 110.5 GHz en un sistema de doble haz y doble polarización. La entrada incluye un novedoso conmutador eléctrico del haz (a 1 kHz) que supera el ruido $1/f$ originado en los amplificadores, así como el ruido atmosférico, para garantizar una excelente estabilidad de la línea de base. El ruido global del receptor es de 70-80 K en toda la banda para todos los píxeles (Erickson et al., 2010).

El RSR recopila datos mediante la conmutación rápida del haz entre posiciones de origen y fuera de origen, sin necesidad de movimiento mecánico de componentes. Este cambio rápido, realizado a una frecuencia de 1 kHz, elimina el ruido atmosférico y garantiza líneas de base estables. El espectrómetro del RSR divide el rango completo en seis sub-bandas que se superponen en los bordes, generando un total de 24 espectros independientes (6 sub-bandas por cada uno de los cuatro receptores). Estos espectros pueden analizarse por separado o combinarse para producir un espectro completo.

El RSR fue probado en el 14 m FCRAO en 2006, y en junio de 2011 realizó las observaciones demostrativas de primera luz en el GTM. Estos esfuerzos demostraron con éxito el diseño innovador y la fabricación del instrumento RSR y el software relacionado para facilitar su uso como el primer instrumento de luz para el GTM en 2008. Dado que las líneas de base espectrales son bastante planas dentro del ruido, que se integra radiométricamente para tiempos de hasta 20 horas, se espera detectar líneas moleculares (CO) de grandes muestras de galaxias ópticamente oscurecidas por polvo en el universo temprano.

Sin embargo, para lograr esta sensibilidad fue necesario sacrificar la resolución espectral de instrumento. El RSR tiene una baja resolución espectral de 33 MHz, lo que corresponde a una resolución de velocidad de 100 km/s (Erickson et al., 2010).

2. DATOS OBSERVACIONALES

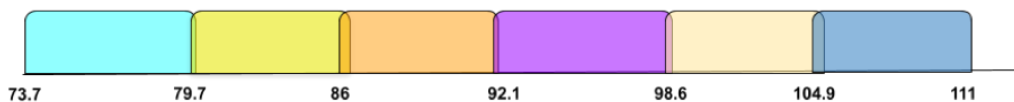


Figura 2.3: Las seis bandas de frecuencia del RSR. Cada banda, que tiene una anchura de 6,7 GHz, es gestionada por una tarjeta de autocorrelación analógica independiente. Cuatro chasis independientes gestionan los 38 GHz de cada uno de los cuatro píxeles del RSR (Erickson et al., 2010).

Artículo	Especificación	Comentario
Rango de frecuencias RF	73 – 111GHz	Se detecta simultáneamente toda la banda de 38 GHz detectada
Número de hazes	2	Típicamente Fuente en 1 haz y Ref en otro
Número de polarizadores	2	Lineal
TR (ruido del receptor)	50 K	Típico
Frecuencia de Cambio de Haz	1kHz	Cambio de haz electrónico
Número de Espectros	4	Cada observación produce 4 espectros independientes de 38 GHz de ancho que pueden ser promediados juntos.

Tabla 2.3: Especificaciones del sistema RSR (Erickson et al., 2010).

A partir de la configuración de 50 metros desde 2022, la óptica del RSR se adaptó a la nueva configuración y sigue siendo en la actualidad el instrumento heterodino a 3 mm de primer nivel.

2.2.3. Otros instrumentos del GTM

El proyecto GTM está colaborando con un grupo internacional en la construcción de un avanzado ensamble bolométrico. Este proyecto incluye varios instrumentos innovadores diseñados para realizar observaciones astronómicas de alta precisión.

La cámara AzTEC y sus sucesores

La cámara AzTEC, un instrumento de emisión térmica de segunda generación, representó un avance significativo como sucesor del Bolocam. Operativa inicialmente en el telescopio de 10 metros del Observatorio Submilimétrico de Caltech (CSO), AzTEC

fue posteriormente integrada al GTM, aunque actualmente se encuentra discontinuada en la configuración de 50 metros. Su diseño incorporaba 144 elementos de imagen (píxeles) optimizados para operar simultáneamente en las bandas de 2.1, 1.4 y 1.1 milímetros, permitiendo observaciones de amplio campo con alta sensibilidad (Carrasco et al., 2006).

En la configuración actual del GTM de 50 metros, AzTEC ha sido reemplazada por instrumentos más avanzados: MUSCAT (Mexico-UK Sub-millimetre Camera for Astronomy) y TolTEC. MUSCAT opera como una cámara bolométrica de última generación optimizada para observaciones en la banda de 1.1 mm, incorporando tecnología de sensores de transición de borde superconductores que permiten una sensibilidad sin precedentes. Por su parte, TolTEC representa un salto generacional en la capacidad de observación, al funcionar simultáneamente en tres bandas (1.1, 1.4 y 2.0 mm) con 7,000 detectores polarizados, permitiendo mapeos de amplio campo con extraordinaria eficiencia y sensibilidad para estudios de formación estelar y galaxias distantes.

El Receptor SeQUOIA

Para estudios espectroscópicos en el rango de 85 a 115.6 GHz, el GTM cuenta con SeQUOIA (SEcond QUabbin Optical Imaging Array), una innovadora cámara heterodina de plano focal con 16 píxeles integrada con un espectrómetro autocorrelador digital. Este instrumento marca un hito tecnológico respecto a receptores milimétricos previos gracias a la implementación de amplificadores monolíticos de fosfato de indio que alcanzan niveles de ruido extremadamente bajos, aproximadamente 30 K a 103 GHz, desarrollados por investigadores de la Universidad de Massachusetts Amherst (Carrasco et al., 2006).

La capacidad multicanal de SeQUOIA ha permitido obtener resultados científicos excepcionales, incluyendo el mapa más extenso y detallado del contenido de gas molecular en la Vía Láctea realizado hasta la fecha. Actualmente, este instrumento se encuentra completamente instalado y operativo en el GTM, desempeñando un papel fundamental en la caracterización de las propiedades físicas y químicas del medio interestelar, tanto en nuestra galaxia como en sistemas extragalácticos cercanos. La sensibilidad sin precedentes de SeQUOIA permite detectar líneas espectrales débiles que revelan la composición y dinámica de regiones de formación estelar y núcleos galácticos.

El Proyecto B4M: Espectroscopía en 2 mm

En la banda de 2 milímetros, el GTM ha incorporado el instrumento del proyecto BRM (B-Receiver Module), que constituye esencialmente una adaptación del espectrógrafo de la banda 4 de ALMA (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array). Este receptor heterodino de alta precisión opera en el rango de frecuencias de 125-163 GHz (aproximadamente 2 mm), complementando perfectamente las capacidades de SeQUOIA al extender la cobertura espectral del telescopio hacia longitudes de onda más cortas.

2. DATOS OBSERVACIONALES

El espectrógrafo BRM permite realizar estudios detallados de líneas moleculares complejas asociadas con compuestos orgánicos y transiciones rotacionales de diversas moléculas, fundamentales para entender la química prebiótica en el espacio. Su implementación en el GTM amplía significativamente las capacidades científicas del observatorio, facilitando observaciones complementarias a las realizadas con ALMA y estableciendo al GTM como un instrumento clave para la exploración espectroscópica del universo milimétrico (Carrasco et al., 2006).

2.2.4. Espectros moleculares.

Los espectros empleados en este trabajo fueron obtenidos durante la segunda temporada de observación para NGC 6946 y la tercera temporada para IC 342, NGC 891 y NGC 2903. Las observaciones se realizaron en periodos de mediano a buen tiempo atmosférico, con opacidades promedio de $\tau_{225,\text{GHz}} = 0.2 - 0.4$. Los espectros se presentan en unidades de frecuencia (GHz) frente a la temperatura de antena corregida de efectos atmosféricos, T_A^* , con tiempos de integración de 120 minutos por objeto.

2.2.4.1. Reducción de datos. DREAMPY y suavizado S-G

Una vez obtenidos los espectros, se redujeron usando el código de DREAMPY y posteriormente se aplicó el suavizado Savitsky-Golay.

DREAMPY

DREAMPY es una sofisticada herramienta programada en Python, diseñada por Nopal Narayanan, específicamente para el procesamiento y análisis de datos astronómicos tomados con el RSR y el GTM. Su aplicación principal se centra en el manejo de información recopilada por el Gran Telescopio Milimétrico (LMT), aunque es igualmente eficaz en otros ámbitos de la radioastronomía. Esta paquetería destaca por ofrecer un conjunto integral de funciones que facilitan la reducción de datos, calibración y análisis espectral, lo que permite una investigación astronómica más detallada y precisa.

En el marco de este estudio, se ha realizado un procesamiento previo de los datos astronómicos mediante el uso de la biblioteca DREAMPY. Este paso es crucial para convertir los datos observados del telescopio en datos con la calidad necesaria para realizar el análisis de los mismos.

Sin embargo, en todos los casos, debido a la variación atmosférica durante las observaciones aparecieron modulaciones en el continuo del espectro que empeoran la señal a ruido (S/N) del mismo, por lo que se utilizó un filtrado tipo Savitsky-Golay para mejorarlo (ver Fig. 2.5)

Suavizado Savitzky-Golay

El filtrado Savitzky-Golay (SG) es una técnica eficaz en la reducción del ruido y el suavizado de señales, siempre que se configuren correctamente los parámetros clave, tales como el orden del polinomio y el tamaño de la ventana. Estos parámetros son cruciales para optimizar el rendimiento del filtro y minimizar la pérdida de información esencial durante el procesamiento de la señal.

Antes de aplicar el filtrado Savitzky-Golay, se llevó a cabo el enmascarado de las líneas moleculares mediante el uso del método de detección de picos sobre un conjunto de datos unidimensional. Este proceso comienza estableciendo un umbral dinámico que se determina en función de la amplitud de los datos y un parámetro de umbral relativo τ . Posteriormente, se utiliza la primera derivada para identificar aquellos puntos donde la pendiente cambia de positiva a negativa, lo cual indica la presencia de picos potenciales. Para asegurar que solo se seleccionen los picos más destacados dentro de un intervalo dado, se aplica un filtro que tiene en cuenta la distancia mínima entre picos. Este enfoque resulta efectivo para identificar de manera robusta picos significativos en datos que pueden presentar ruido y variabilidad.

Además, se empleó un rango (β) de datos alrededor de cada pico detectado, seleccionando un número igual de datos antes y después del pico central, los cuales se establecen en cero para que no sean tomados en cuenta en el siguiente paso. Este método fue aplicado dos veces con el objetivo de mejorar la eficacia en la eliminación de los picos.

En el presente estudio, se aplicaron varios filtros Savitzky-Golay a diferentes galaxias, ajustando el tamaño de la ventana y el orden del polinomio según sea necesario. Los resultados se presentan en la Tabla 2.4, que resume los umbrales (τ_1, τ_2) utilizados para identificar líneas moleculares, los intervalos (β_1, β_2) alrededor de cada línea para su eliminación, el tamaño de la ventana (T_v) y el orden del polinomio (N_p) para cada aplicación del filtro S-G.

Galaxia	τ_1	τ_2	β_1	β_2	T_v	N_p
IC342	0.08	0.65	1	1	45	3
NGC891	0.055	0.21	2	1	35	3
NGC2903	0.08	0.65	2	1	39	3
NGC6946	0.08	0.6	1	1	45	3

Tabla 2.4: τ_1, τ_2 Umbrales para identificar líneas moleculares, β_1, β_2 intervalos alrededor de cada línea para el enmascaramiento, T_v tamaño de ventana y N_p orden de polinomio para el filtrado S-G.

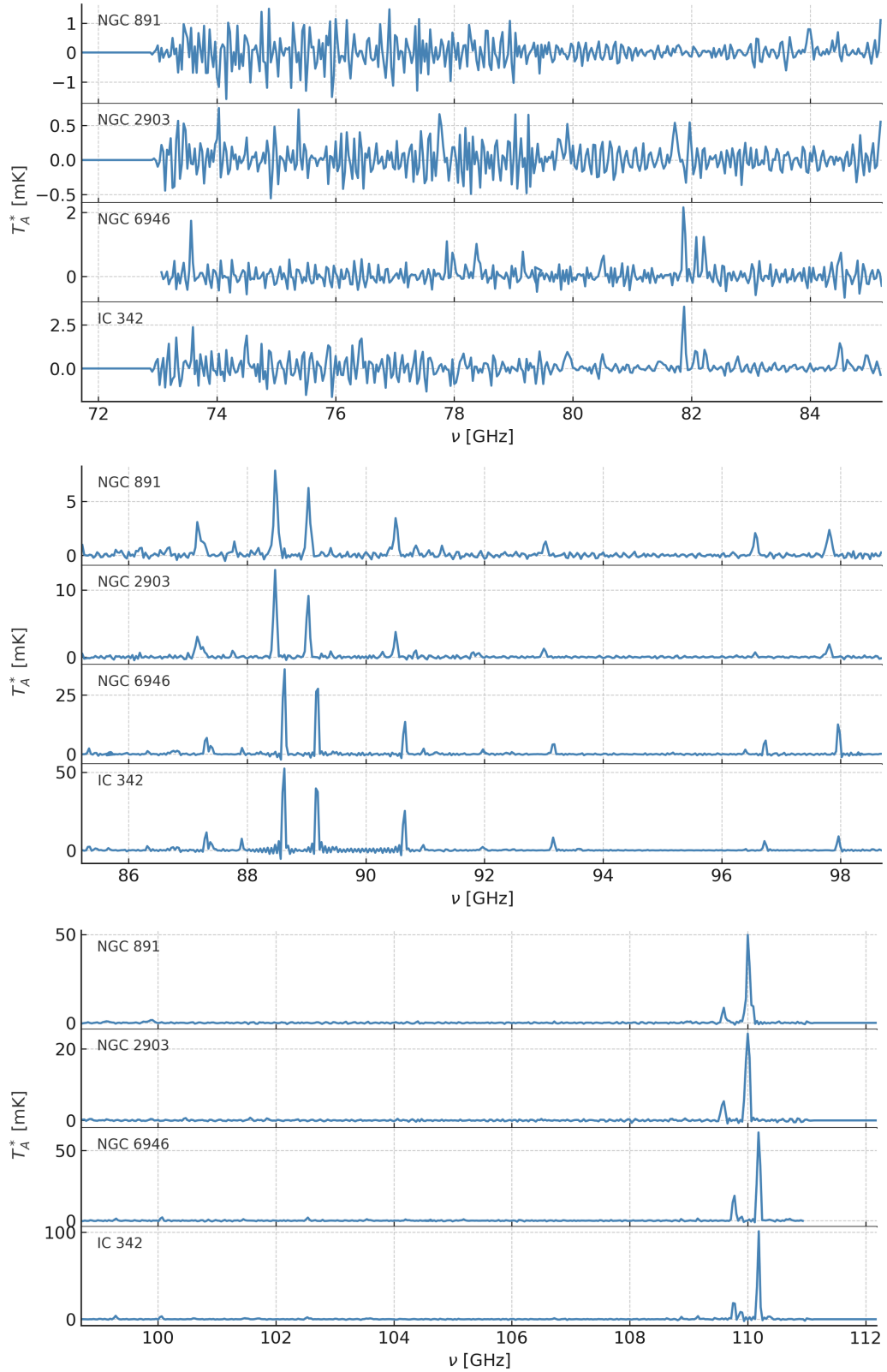
El proceso y los resultados finales para cada galaxia se presentan en una serie de tres gráficas, en las figuras 2.5, 2.7, 2.6 y 2.8 descritas a continuación:

2. DATOS OBSERVACIONALES

- **La figura superior, espectro original con líneas moleculares detectadas:** Esta gráfica muestra el espectro inicial, destacando las líneas moleculares identificadas mediante el proceso de doble eliminación descrito previamente.
- **La figura central, filtrado Savistky-Golay y espectro con líneas moleculares eliminadas:** En esta gráfica se observa el resultado de aplicar el filtrado Savistky-Golay, así como el espectro resultante tras la eliminación de las líneas moleculares.
- **La figura inferior, espectro final tras sustracción del filtrado:** La gráfica final presenta el espectro obtenido después de sustraer el filtrado Savistky-Golay, representando el resultado principal del análisis.

Las figuras ilustran cómo se adaptaron los parámetros del filtro SG para cada galaxia, permitiendo una manipulación precisa de las señales espectrales y una mejora significativa en la señal a ruido ($S \setminus N$) de los datos. La selección cuidadosa de los parámetros fue fundamental para lograr un equilibrio entre la eliminación eficiente del ruido y la preservación de las características esenciales de la señal. En el caso de las galaxias NGC 891 y NGC 2903 se han seleccionado rangos iniciales β_1 mas grandes, ya que las líneas moleculares son más anchas en estos casos. (ver columna 4 de la Tabla 2.4)

En la figura 2.9 se muestran juntos los espectros finales de las cuatro galaxias.

**Figura 2.4:** Espectros moleculares reducidos con DREAMPY.

2. DATOS OBSERVACIONALES

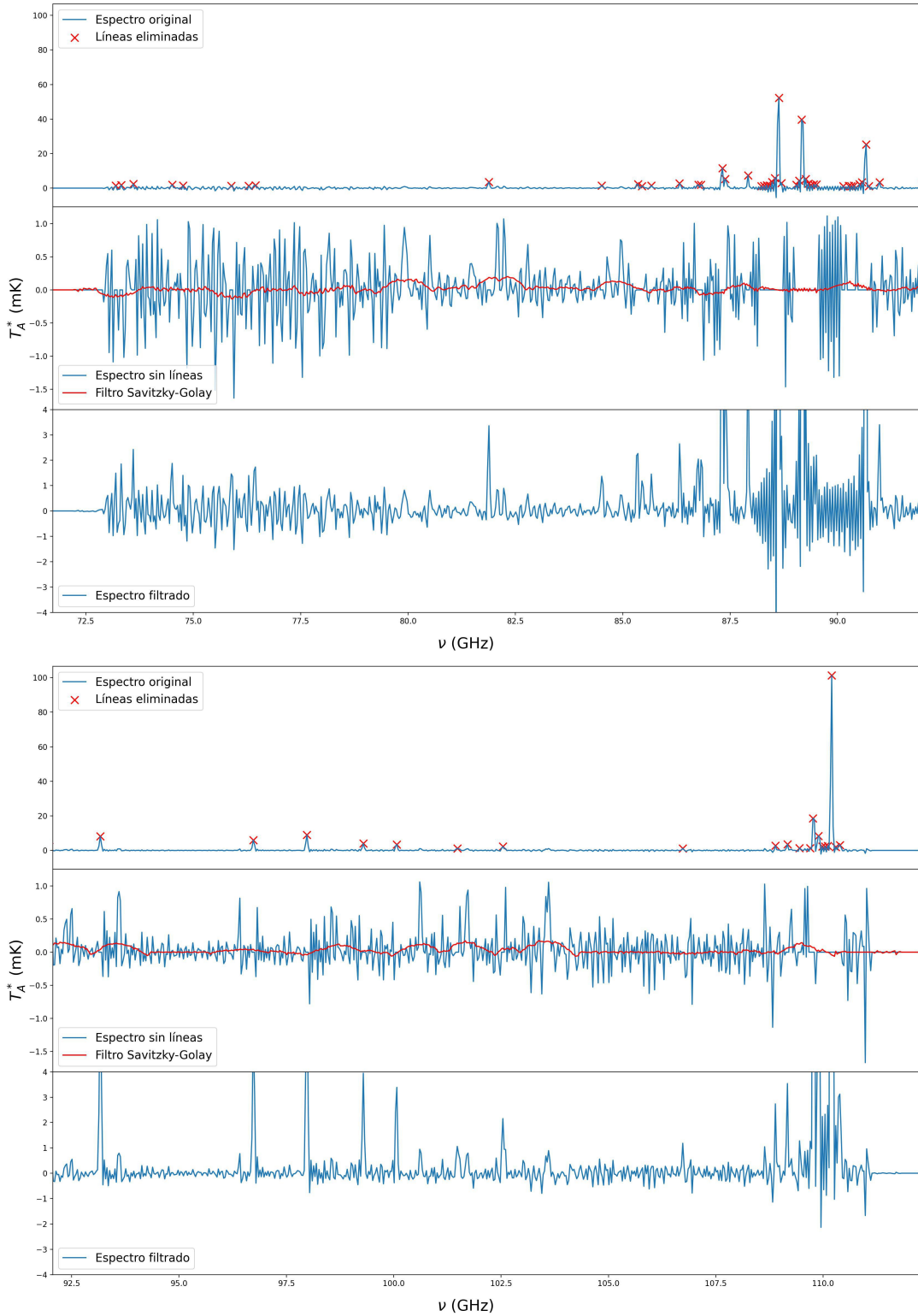
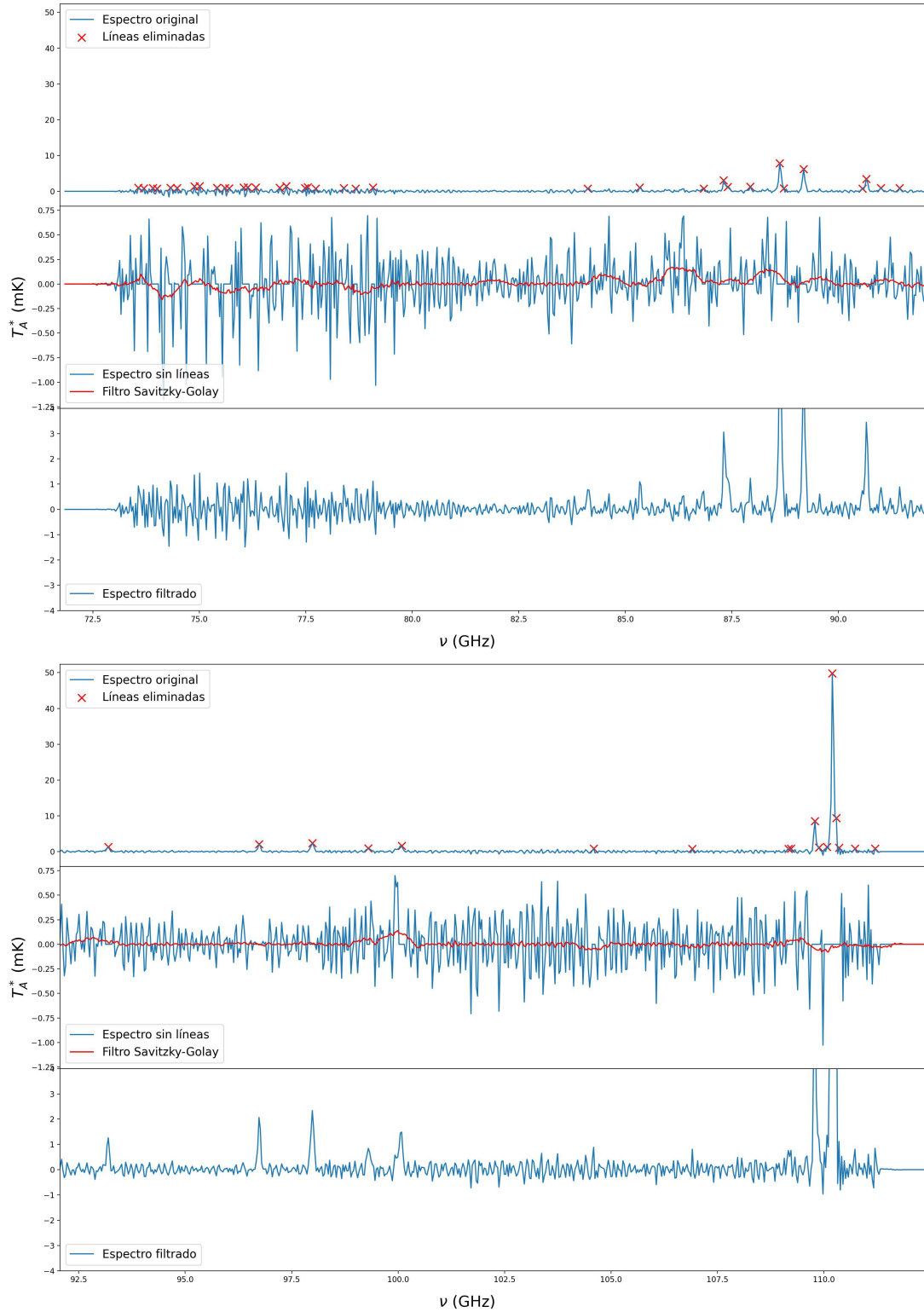


Figura 2.5: Filtrado Savitzky - Golay para la galaxia IC342.

**Figura 2.6:** Filtrado Savitzky - Golay para la galaxia NGC891

2. DATOS OBSERVACIONALES

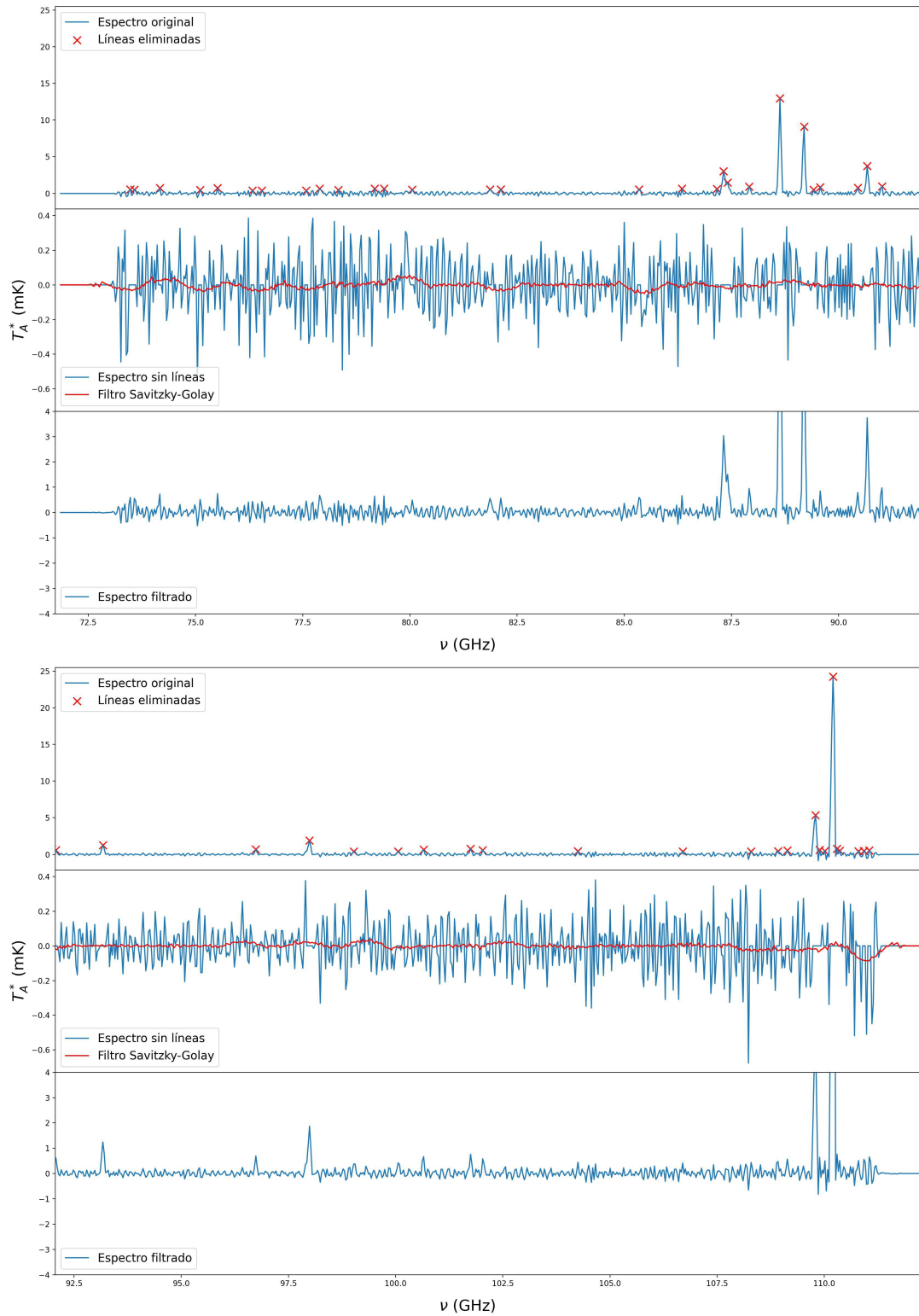
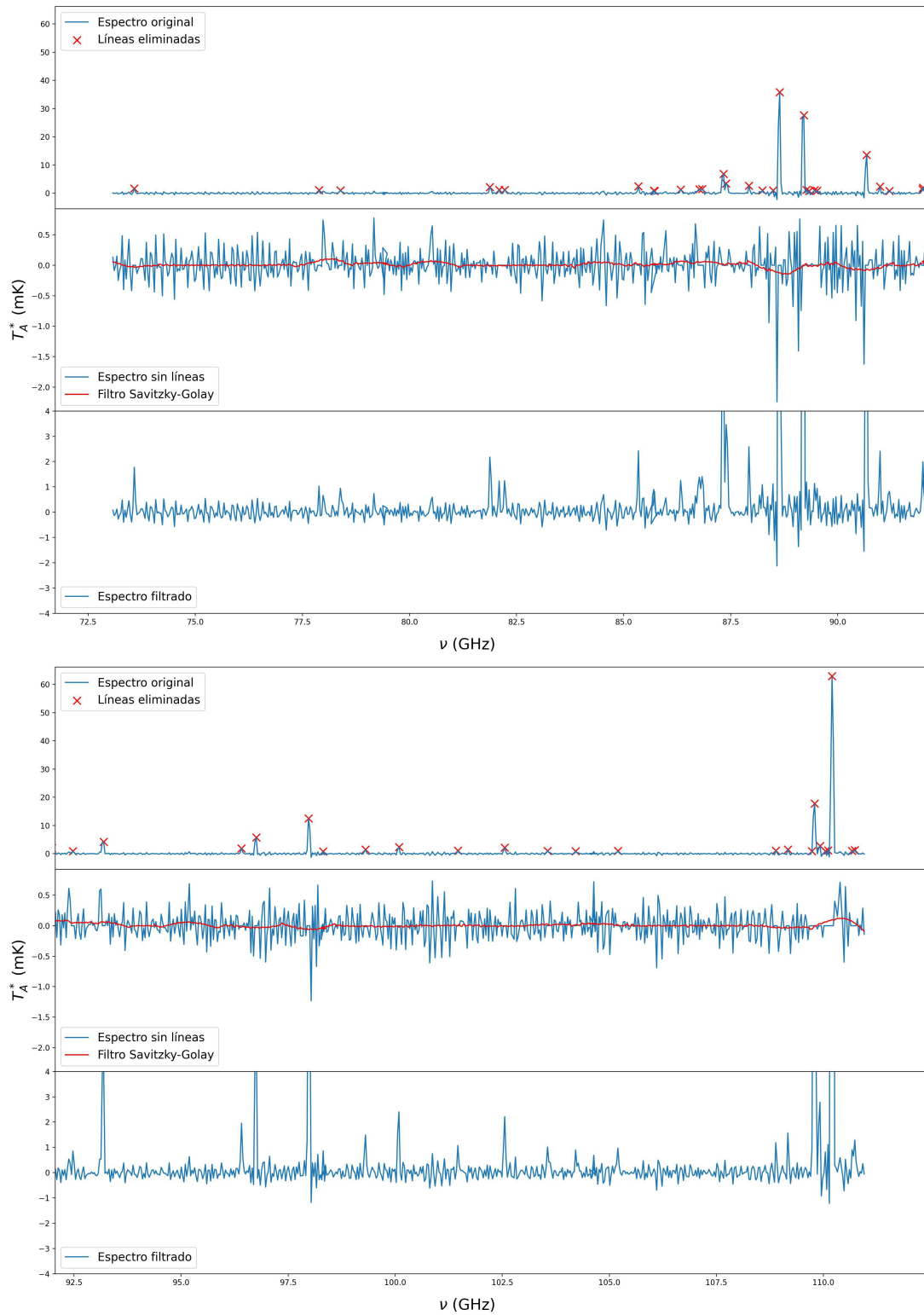


Figura 2.7: Filtrado Savitzky - Golay para la galaxia NGC2903

**Figura 2.8:** Filtrado Savitzky - Golay para la galaxia NGC6946

2. DATOS OBSERVACIONALES

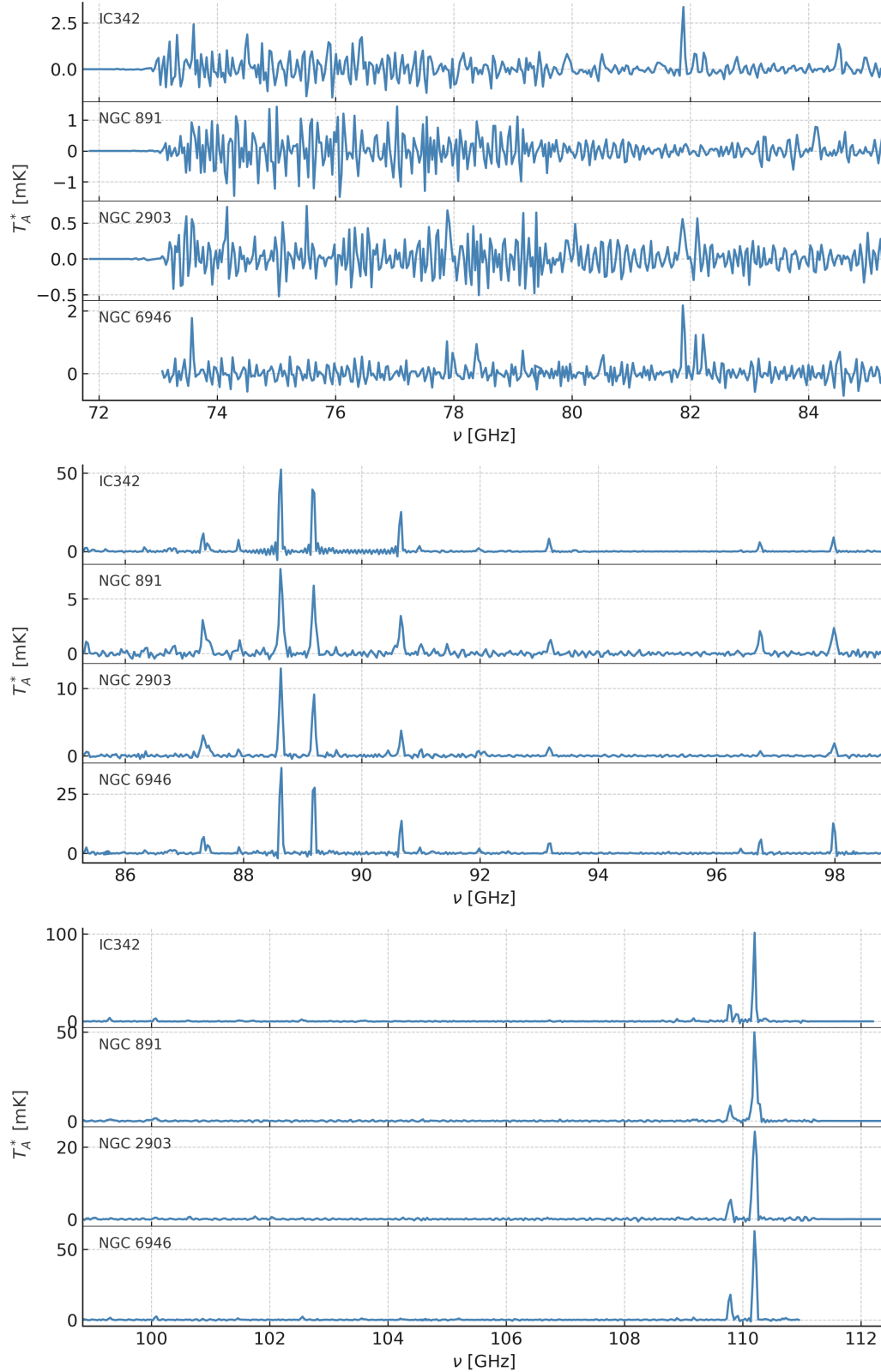


Figura 2.9: Espectros moleculares finales reducidos con DREAMPY y con filtrado S - G.

2.2.4.2. Cambio de frecuencia a velocidad.

Las típicas unidades en el estudio de la emisión de líneas moleculares son $K km/s$, por lo que es necesario hacer un cambio de unidades de frecuencia a velocidad. Este cambio se realizó utilizando la ley de desplazamiento Doppler. Esta se refiere al cambio de frecuencia y longitud de onda de la radiación debido a la velocidad radial de la fuente de radiación. Para velocidades inferiores a aproximadamente el 10% de la velocidad de la luz, se utiliza el efecto Doppler no relativista. Que viene definido como:

$$v = -\frac{\Delta\nu}{\nu} \cdot c \quad (2.1)$$

Donde $\Delta\nu$ es el cambio de frecuencias entre la frecuencia central de la molécula y los datos del espectro. En algunos casos, las frecuencias de las moléculas están muy próximas, por lo que se ha convertido de frecuencia a velocidad, tomando como referencia la menor de las frecuencias centrales de las moléculas, como se muestra a continuación:

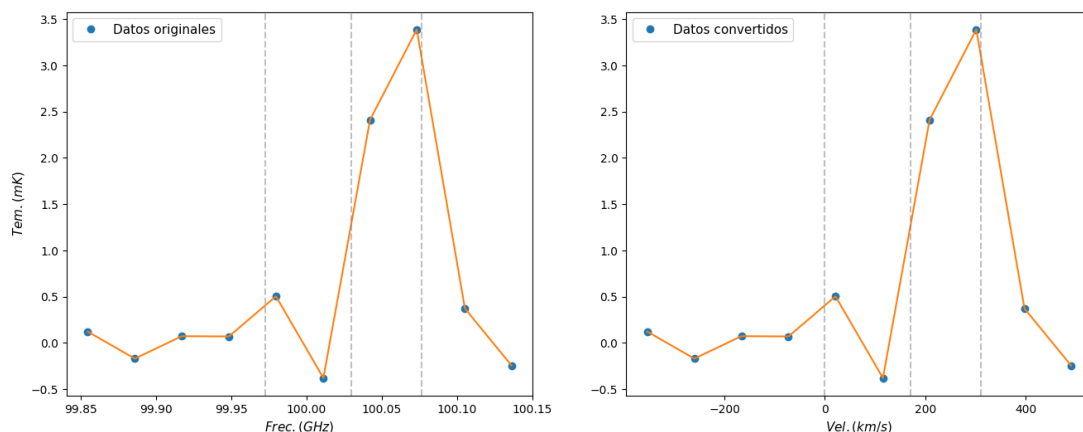


Figura 2.10: Conversión de frecuencias moleculares a velocidades relativas, tomando como referencia la frecuencia más baja.

2.2.4.3. Identificación de líneas moleculares

La identificación de líneas moleculares en espectros de objetos astronómicos se basa en la comparación entre observaciones y mediciones de laboratorio de diversas moléculas. Estas líneas, que reflejan transiciones específicas entre niveles energéticos moleculares, generan patrones espectrales distintivos. Para este análisis, se utilizó un catálogo preexistente de 150 moléculas potencialmente detectables y utilizando Splatologue, [Re-mijan et al. \(2007\)](#). Dada la resolución espectral de 0.33 GHz con el que se tomaron nuestros datos, el proceso de identificación consideró un rango espectral alrededor de cada frecuencia característica, seleccionando cinco puntos de datos: la frecuencia central y dos valores adyacentes a cada lado.

2. DATOS OBSERVACIONALES

Para garantizar la confiabilidad de los resultados y asegurar que las características identificadas correspondan a detecciones reales, se aplicó un umbral de significancia de $3\sigma_{\text{RMS}}$ a la amplitud de las líneas de emisión detectadas en cada galaxia. Este criterio permite discriminar de manera eficaz entre señales auténticas y fluctuaciones del ruido, centrando el análisis en características espectrales estadísticamente significativas. El cálculo del RMS se realizó sobre el continuo espectral de cada galaxia, la manera en la que se realiza el cálculo se describió en el apéndice A.4. Para ello, se empleó todo el rango espectral disponible en los datos, considerando únicamente las regiones de continuo y excluyendo aquellas con presencia evidente de líneas de emisión. De esta manera, solo se incluyeron en el análisis las líneas de emisión cuya amplitud supera tres veces el nivel de ruido del continuo, lo que garantiza una base sólida para las interpretaciones científicas posteriores.

Los umbrales de cada galaxia se presentan en la tabla 2.5:

Umbral	Galaxias			
	IC342	NGC2903	NGC891	NGC6946
$3 \times \sigma_{\text{RMS}} [mK]$	0.912	0.401	0.453	0.822

Tabla 2.5: RMS de las galaxias estudiadas.

En la figura 2.11 se resaltan con rojo las líneas moleculares arriba del umbral calculado.

2.2.4.4. Interpolación por Spline.

Para calcular la intensidad integrada de las líneas detectadas, se decidió realizar ajustes mediante funciones gaussianas. Sin embargo, debido a que la resolución espectral de los datos es relativamente baja, se optó por aplicar una interpolación por *splines* con el fin de aumentar el número de puntos y obtener un ajuste más preciso a los perfiles espectrales. Se optó por aplicar el método de interpolación cúbica de manera selectiva, enfocándose en un rango específico de puntos que se consideraba más adecuado para representar cada línea molecular identificada. Este enfoque en la selección y ajuste de puntos garantiza que la interpolación capture con precisión las características y tendencias de las líneas moleculares tal como aparecen en los datos espectrales.

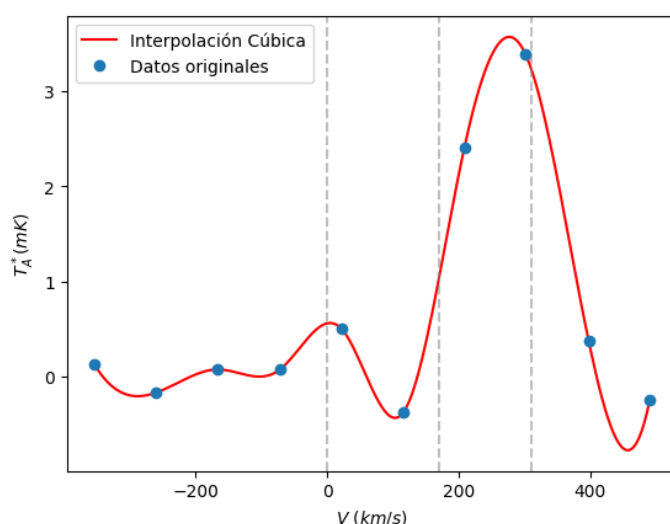


Figura 2.12: Datos originales e interpolación cúbica por Spline.

2.2.4.5. Cálculo de los parámetros de las líneas: Ajustes a gaussianas.

Las funciones gaussianas son herramientas fundamentales para modelar fenómenos en múltiples disciplinas, con aplicaciones en el procesamiento de señales e imágenes. Su ajuste a datos experimentales representa una etapa crucial en análisis científicos, aunque la determinación precisa de sus parámetros (amplitud A , media μ y desviación estándar σ) presenta desafíos técnicos significativos. Una descripción detallada del procedimiento de ajuste y la interpretación de los parámetros vienen descritos en el Apéndice A.2.

En este estudio, se emplearon parámetros iniciales estimados para la mayoría de las líneas:

- **Amplitud (A):** Se estimó como el valor más cercano en los datos de la interpolación cúbica, proporcionando una aproximación inicial basada en la forma de los datos.

- **Media: μ :** Se obtuvo a partir de la conversión de frecuencia a velocidad aplicada para la frecuencia de cada molécula.
- **Desviación estandar σ :** se calculó con los datos de la interpolación cúbica.

Utilizando estos parámetros iniciales y los datos interpolados, se ajustaron las funciones gaussianas mediante un programa desarrollado en Python. La Figura 2.13 muestra el ajuste realizado (línea punteada), los datos originales (puntos rojos), las estimaciones iniciales (cruces rojas) y las gaussianas finales ajustadas (líneas continuas).

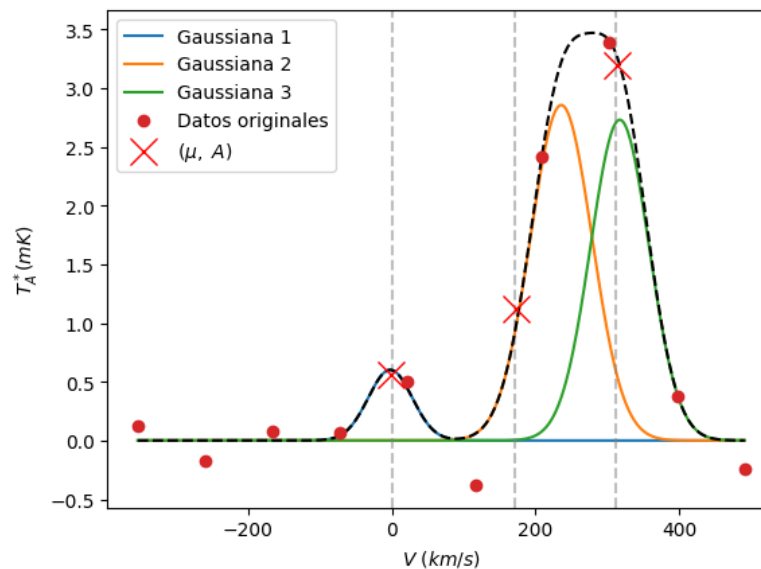


Figura 2.13: Interpolación cúbica por spline, datos originales y ajuste gaussiano a los mismos. Las líneas punteadas muestran la posición del valor medio aproximado para cada gaussiana.

Intensidades pico, FWHM e intensidades integradas.

La intensidad integrada de una línea espectral proporciona información clave sobre la energía máxima emitida por las moléculas en un estado energético específico. Este parámetro permite estimar la cantidad de moléculas presentes en el gas de una galaxia, siempre que se pueda asumir que la emisión es ópticamente delgada. Por otro lado, la anchura de la línea (velocidad) revela el campo de velocidades del gas en la galaxia emisora, especialmente en las regiones con mayor concentración de gas molecular. Por tanto, resulta fundamental estimar estos parámetros para comprender mejor las propiedades físicas del gas en cada galaxia.

Al determinar parámetros clave en la detección de las líneas moleculares, como la amplitud, la media y la desviación estándar, es posible calcular otros parámetros aún más relevantes. Estos cálculos son fundamentales para el análisis detallado de las líneas moleculares y serán de gran utilidad en los capítulos posteriores de este trabajo.

- **Intensidad:** En el contexto de las líneas espectrales, su intensidad se evalúa mediante la altura de estas líneas dentro del espectro. Al analizar los datos necesarios para ajustar funciones gaussianas a cada línea molecular, se pudo determinar la amplitud (**A**) de cada pico. Un pico más alto sugiere una mayor concentración de energía en una longitud de onda específica.
- **FWHM:** (anchura a media altura): Calculado a partir de la desviación estándar (σ) siguiendo su relación matemática directa ($\text{FWHM} = 2\sqrt{2 \ln 2} \cdot \sigma$).
- **Intensidad integrada:** Se calculó utilizando el método de cuadratura de Gauss para integración numérica, descrito en el apéndice B.3. Este procedimiento permitió medir con precisión las intensidades totales de cada línea molecular.

Los valores obtenidos para estos parámetros se presentan en las tablas correspondientes: 2.5 (IC342), 2.10 (NGC2903), 2.11 (NGC891) y 2.12 (NGC6946). Estos resultados serán fundamentales para los análisis detallados que se desarrollarán en los capítulos 3 y 4.

2.2.3.5.2. Calculo de errores.

En esta sección, se explica el cálculo de los errores asociados con el proceso de interpolación cúbica por spline y el posterior ajuste gaussiano de los datos. A continuación, se detallan los principales tipos de errores que deben considerarse para obtener una estimación del error total en el análisis.

1. **Error de interpolación (Δ_{interp}):** La interpolación por splines es susceptible a errores que se originan por la diferencia entre la función real y la función interpolada. El error de este, es proporcional a la cuarta derivada de la función original dentro del intervalo de interpolación. Por lo tanto, en casos donde la función original presenta cambios bruscos o alta curvatura, el error puede ser significativo. Esto influirá sobre todo en la detección de la amplitud de la línea. Los detalles más exactos sobre este método vienen descritos en el apéndice B.2.
2. **Errores del ajuste gaussiano:** Se realizó un ajuste gaussiano sobre los datos interpolados. En este proceso, se identifican dos tipos principales de errores:
 - **Error de ajuste (Δ_{ajuste}):** Este error se produce debido a las discrepancias entre los datos interpolados y el modelo gaussiano ajustado. Para evaluar la calidad del ajuste, se utilizan métricas como el coeficiente de determinación (R^2) y el análisis de residuos.
 - **Error de parámetros (Δ_{μ} , Δ_{σ} , Δ_A):** Los parámetros del modelo gaussiano, como la media, la desviación estándar y la amplitud, tienen errores asociados que deben calcularse. Estos errores se determinan mediante técnicas de ajuste no lineal, que permiten estimar la incertidumbre en cada parámetro.

3. **Consideración del RMS (Δ_{RMS}):** El error cuadrático medio (RMS) es una medida comúnmente utilizada para cuantificar el error de ajuste. En el contexto de este análisis, el RMS proporciona una medida resumida del error total del ajuste gaussiano.
4. **Errores de integración ($\Delta_{\text{int.num}}$):** Al calcular la integral de la función ajustada, se introducen errores numéricos. El método utilizado para la integración de las líneas fue el de cuadratura gaussiana (descrito en el apéndice B.3); este método presenta errores asociados que dependen de la cantidad y distribución de los datos, así como de la suavidad de la función integrada.

El error total asociado a la intensidad integrada se obtuvo mediante la propagación de errores descrito en el apéndice A.3.

$$\Delta I = \sqrt{\Delta_{\text{interp}}^2 + \Delta_{\text{ajuste}}^2 + \Delta_{\mu}^2 + \Delta_{\sigma}^2 + \Delta_A^2 + \Delta_{\text{RMS}}^2 + \Delta_{\text{int.num}}^2} \quad (2.2)$$

Por lo tanto, es importante llevar a cabo una evaluación detallada de estos errores para asegurar la fiabilidad y precisión de los resultados obtenidos en el proceso de integración numérica. La principal fuente de error sera la observación marcada por el RMS.

Los parámetros junto con sus errores asociados se presentan en las tablas 2.9, 2.10, 2.11, 2.12 y 2.13.

2.2.4.6. Calibración

La calibración es un proceso esencial en astronomía, ya que permite convertir las señales electrónicas captadas por los telescopios en datos físicos significativos, especialmente en longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. En el caso de las observaciones obtenidas, la señal registrada por el sistema del telescopio se expresa como T_A^* , que ya está corregida por la temperatura del sistema (T_{sys}) y los efectos atmosféricos. Sin embargo, T_A^* incluye toda la señal captada por la antena, incluyendo las contribuciones de los lóbulos secundarios del telescopio.

Para obtener una medida más precisa de la intensidad proveniente exclusivamente del haz principal del telescopio, es necesario convertir T_A^* en la temperatura del haz principal (T_{mb}).

$$T_{mb} = T_A^* \cdot \eta_{mb}^{-1} \quad (2.3)$$

donde η_{mb} es la eficiencia del lóbulo principal del telescopio. Esta conversión proporciona la mejor aproximación de la intensidad recibida de una fuente cuando no se conoce su distribución de brillo en el cielo.

En el caso del Gran Telescopio Milimétrico (GTM), no se calcularon las eficiencias durante el período de adquisición de datos para la muestra de galaxias analizada. Por ello, fue necesario recurrir a métodos alternativos para estimarlas. En esta sección, se utilizaron datos del Telescopio IRAM de 30 metros como referencia para realizar la calibración. A partir de mediciones publicadas más recientemente, se emplearon las

2. DATOS OBSERVACIONALES

temperaturas de haz principal (T_{mb}) del IRAM para derivar una eficiencia representativa aplicable al GTM. Este procedimiento asume que las calibraciones realizadas con el IRAM son correctas. Además, las temperaturas de antena (T_A^*) calculadas previamente en este estudio sirvieron como base para estimar dichas eficiencias (Ver Tabla 2.6).

Cabe destacar que los datos correspondientes a las galaxias IC342, NGC2903 y NGC891 (Ver Tabla 2.6) fueron recopilados durante la tercera temporada de observación del GTM, mientras que los datos de NGC6946 (Ver Tabla 2.7) provienen de la segunda temporada. Dado que las características operativas del GTM pueden variar entre temporadas debido a ajustes o mejoras, fue necesario realizar una calibración independiente para cada período de observación.

Línea	Frec. (GHz)	$\int T_{MB_{IRAM}} dv$ (K km s ⁻¹)	$\int T_{AGTM}^* dv$ (K km s ⁻¹)	Ref.	Galaxia
HCN (1 - 0)	89.087	10.8 ± 0.3	10 ± 0.19		IC342
HCO ⁺ (1 - 0)	89.188	8.41 ± 0.24	8.8 ± 0.13	(1)	
HNC (1 - 0)	90.663	4.75 ± 0.11	4.5 ± 0.1		
HC ₃ N (9 - 8)	81.881	0.7 ± 0.1	0.6 ± 0.1		
HC ₃ N (10 - 9)	90.979	0.7 ± 0.1	0.5 ± 0.1	(2)	
HC ₃ N (12 - 11)	109.174	0.7 ± 0.1	0.57 ± 0.02		
HCN (1 - 0)	89.087	9.4 ± 0.13	10 ± 0.19		
HCO ⁺ (1 - 0)	89.188	7.84 ± 0.11	8.8 ± 0.13	(3)	
HC ₃ N (10 - 9)	90.979	2.6 ± 0.7	0.5 ± 0.1	(4)	
HCN (1 - 0)	89.087	2.69 ± 0.14	2.7 ± 0.02		
HCO ⁺ (1 - 0)	89.188	2.31 ± 0.14	1.96 ± 0.02	(3)	
HNC (1 - 0)	90.663	0.63 ± 0.14	0.75 ± 0.1		
HCN (1 - 0)	89.087	3.35 ± 0.12	2.7 ± 0.02		
HCO ⁺ (1 - 0)	89.188	1.81 ± 0.32	1.96 ± 0.1	(1)	
HNC (1 - 0)	90.663	1.23 ± 0.12	0.75 ± 0.1		
HCN (1 - 0)	89.087	1.3 ± 0.12	1.8 ± 0.1		NGC891
HCO ⁺ (1 - 0)	89.188	1.33 ± 0.19	1.4 ± 0.1	(1)	
C ₂ H (1 - 0)	87.32	0.57 ± 0.24	1.5 ± 0.1		
HNC (1 - 0)	90.663	0.73 ± 0.13	0.8 ± 0.1	(3)	

Tabla 2.6: Comparación de intensidades de línea obtenidas para IC342, NGC2903 y NGC891 con IRAM 30-m (columna 3) y los valores estimados con el GTM en este trabajo (columna 4). Ref: (1) Israel et al. (2024), (2) Aladro et al. (2011), (3) Li et al. (2021b), (4) Lindberg et al. (2011).

Para el cálculo de la eficiencia, se realizó el cociente de la ecuación 2.3 para cada dato presentado en la tabla de calibración. Luego, se calculó el promedio de las eficiencias para cada molécula. Finalmente, se obtuvo el promedio de los promedios de cada transición y molécula. Al aplicar lo anterior, se obtuvo una eficiencia para la tercer temporada de observación de $\eta_{mb} = 0.805$ de 88 a 90 GHz y $\eta_{mb} = 0.814$ de 90 a 110 GHz, que se aplico a los datos para las galaxias IC342, NGC2903 y NGC891.

Línea	Frec. (GHz)	$\int T_{\text{MBIRAM}} dv$ (K km s ⁻¹)	$\int T_{\text{AGTM}}^* dv$ (K km s ⁻¹)	Ref.
HCN (1-0)	89.087	9.34 ± 0.1	6.9 ± 0.1	
HCO ⁺ (1-0)	89.188	9.05 ± 0.13	6.2 ± 0.1	(1)
HNC (1-0)	90.663	3.6 ± 0.3	2.5 ± 0.05	
C ³⁴ S (3-2)	96.413	0.4 ± 0.1	0.3 ± 0.04	(2)
CH ₃ OH (2-1)	96.745	1.5 ± 0.1	1.02 ± 0.02	
HCN (1-0)	89.087	9.9 ± 0.1	6.9 ± 0.1	
HCO ⁺ (1-0)	89.188	8.5 ± 0.1	6.2 ± 0.1	(3)
HNC (1-0)	90.663	4.0 ± 0.4	2.5 ± 0.05	

Tabla 2.7: Comparación de intensidades de línea obtenidas para NGC6946 con IRAM 30-m (columna 3) y los valores estimados con el GTM en este trabajo (columna 4). Ref: (1) Li et al. (2021b), (2) Kelly et al. (2015), (3) Krips et al. (2010).

Aplicando los métodos descritos a los datos específicos para la galaxia NGC6946, que se obtuvieron de estudios recientes y se presentan en una tabla separada, se logró calcular una eficiencia de $\eta_{mb} = 0.7$. Este valor representa la eficiencia del telescopio para esta galaxia en particular durante la segunda temporada de observación, y es crucial para la correcta interpretación de los datos obtenidos en ese período.

No obstante, la temperatura de haz principal (T_{mb}) no representa directamente la emisión intrínseca de la fuente debido al efecto de dilución angular, que surge por la diferencia entre el tamaño angular del haz del telescopio (θ_b) y el tamaño angular de la fuente (θ_s). Para corregir este efecto y obtener la temperatura de brillo (T_B), que refleja con mayor precisión la intensidad intrínseca emitida por la fuente, se utiliza la relación:

$$T_B = T_{mb} \cdot \left(\frac{\theta_b^2 + \theta_s^2}{\theta_s^2} \right) \quad (2.4)$$

Los valores de θ_s fueron obtenidos a partir de estudios interferométricos previos para cada galaxia y están listados en la fila 8 de la Tabla 2.1. En los casos donde existían múltiples mediciones, se utilizó un promedio de los tamaños reportados. Para las moléculas

2. DATOS OBSERVACIONALES

sin datos interferométricos disponibles, se adoptó un valor constante basado en las características físicas conocidas de las regiones observadas. Este procedimiento asegura que las temperaturas calculadas sean lo mas cercanas posibles a las emisiones reales de las fuentes.

Molécula	Frec. [GHz]	θ_{mb} ["]	Molécula	Frec. [GHz]	θ_{mb} ["]
SiO (2 – 1)	86.45	29.55	HC ₃ N (10 – 9)	90.979	26.72
C ₂ H (1 – 0)	87.32	28.27	N ₂ H ⁺ (1 – 0)	93.2	29.75
HNCO (4 – 3)	87.93	31.53	HC ₃ N (12 – 11)	109.174	21.56
HCN (1 – 0)	88.632	27.18	C ¹⁸ O (1 – 0)	109.78	22.89
HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	27.36	HNCO (5 – 4)	109.9	25.03
HNC (1 – 0)	90.664	27.47	¹³ CO (1 – 0)	110.2	21.92

Tabla 2.8: Promedio de los datos interferométricos obtenidos descritos en la tabla E.1.

2.2.4.7. Tablas y gráficas obtenidas

En las tablas 2.9, 2.10, 2.11 y 2.12 se presentan los datos obtenidos mediante los pasos descritos anteriormente. Las tablas muestran los datos de frecuencia, intensidad integrada, anchura a media altura, velocidad local estándar de reposo y temperatura pico o amplitud.

- **Línea:** Identificación molecular de las especies detectadas (ej. *CH₃CN*, *C₅H*).
- **Transición:** Números cuánticos de la transición rotacional observada (formato *X – Y*).
- **Frec:** Frecuencia central de la línea molecular en GHz.
- $\int \mathbf{T}_{MB} \mathbf{dv}$: Intensidad integrada de la línea, obtenida al integrar la temperatura de brillo main beam (T_{MB}) sobre el perfil de velocidad. Los valores incluyen incertidumbre experimental (ej. 0.469 ± 0.014).
- **FWHM:** Anchura a media altura del perfil espectral, indicadora de la dispersión de velocidades del gas.
- **V_{LSR}:** Velocidad central de la línea, derivada del ajuste gaussiano, referida al sistema de referencia del Local Standard of Rest (LSR). Indica la velocidad radial proyectada del gas en la región observada.
- **T_{MB}^{pico}:** Temperatura de brillo máxima en el pico espectral, directamente relacionada con la densidad de la transición molecular.

Línea	Transición	Frec. (GHz)	$\int T_{\text{MB}} dv$ (K km s ⁻¹)	FWHM (km s ⁻¹)	V _{LSR} (km s ⁻¹)	T _{MB} ^{pico} (mK)
<i>CH₃CN</i>	4 – 3	73.5876	0.469 ± 0.0143	140.4062	42.9971	3.1379
<i>CH₃OH</i>	20 – 19	75.908	0.4599 ± 0.0355	188.6917	-69.4691	2.2903
<i>SO₂</i>	10 – 9	76.4122	0.578 ± 0.015	216.9961	70.2733	2.5034
<i>H43α</i>		79.9127	0.372 ± 0.0045	362.3784	29.5664	0.9874
<i>HC₃N</i>	9 – 8	81.8799	0.8105 ± 0.0163	176.3091	-2.9425	4.3186
<i>HC₃N</i>	9 – 8	82.0803	0.2511 ± 0.0165	185.0029	13.7347	1.2748
<i>U</i>		82.24	0.2105 ± 0.0152	157.482	-4.0067	1.2559
<i>CH₃OH</i>	5 – 4	84.5212	0.4263 ± 0.0112	218.5889	-26.6825	1.8328
<i>c – C₃H₂</i>	2 – 1	85.3389	0.6236 ± 0.0145	164.7512	-5.6749	3.5558
<i>CH₃CCH</i>	5 – 4	85.4557	0.3383 ± 0.0156	193.9406	7.3327	1.6388
<i>H42α</i>		85.6884	0.3058 ± 0.0063	155.2731	-67.3037	1.8503
<i>H¹³CN</i>	1 – 0	86.3402	0.5446 ± 0.0195	144.1009	-39.3933	3.5503
<i>H¹³CO⁺</i>	1 – 0	86.7543	0.5461 ± 0.0229	179.0418	-22.5229	2.8657
<i>SiO</i>	2 – 1	86.847	0.4847 ± 0.0207	144.9515	-44.8515	3.1412
<i>C₂H</i>	<i>BLEND</i>	87.32	2.6767 ± 0.0401	162.7854	-25.1207	15.4476
<i>C₂H</i>	<i>BLEND</i>	87.4072	0.954 ± 0.3853	135.9801	-43.9461	6.5907
<i>C₂H</i>	<i>BLEND</i>	87.4465	0.4304 ± 0.406	-246.053	-45.543	1.6435
<i>HNCO</i>	4 – 3	87.9252	1.2624 ± 0.0168	126.8628	-29.5216	9.3481
<i>HCN</i>	1 – 0	88.6318	12.3275 ± 0.2313	159.451	-25.7221	72.631
<i>HCO⁺</i>	1 – 0	89.1885	10.6119 ± 0.2324	164.3653	-24.2734	60.6585
<i>HNC</i>	1 – 0	90.6636	5.5763 ± 0.1066	152.3264	-22.5974	34.391
<i>HC₃N</i>	10 – 9	90.979	0.6893 ± 0.0158	147.6511	-17.8468	4.3857
<i>CH₃CN</i>	5 – 4	91.987	0.5916 ± 0.0072	231.9249	-22.5516	2.4008
<i>N₂H⁺</i>	1 – 0	93.1737	1.726 ± 0.0123	160.0915	-17.0868	10.1286
¹³ <i>CH₃OH</i>	2 – 1	93.6195	0.2448 ± 0.0138	192.3039	-52.1346	1.1964
<i>CH₃OH</i>	2 – 1	96.7414	1.2572 ± 0.0127	158.2996	-20.3386	7.4614
<i>CS</i>	2 – 1	97.981	1.8163 ± 0.0161	152.2203	-13.7168	11.2094
<i>SO</i>	3 – 2	99.2999	0.7729 ± 0.0052	148.3439	-24.1741	4.8949
<i>HC₃N</i>	11 – 10	100.0764	0.7287 ± 0.0127	147.2622	-37.6807	4.6486
<i>CH₃OH</i>	13 – 12	100.61	0.2204 ± 0.0042	154.2723	29.4325	1.3422
<i>H₂CS</i>	3 – 2	101.4778	0.3342 ± 0.0079	245.9439	45.5655	1.2931
<i>CH₃OH</i>	9 – 8	101.7373	0.2103 ± 0.0033	177.7067	-72.3916	1.1135
<i>CH₃CCH</i>	6 – 5	102.546	0.5406 ± 0.0182	210.1829	4.9183	2.4219
<i>H39α</i>		106.7374	0.1882 ± 0.006	118.0098	-18.9394	1.4984
¹³ <i>CN</i>	<i>BLEND</i>	108.6513	0.1457 ± 0.0075	96.3215	-20.5961	1.4213
<i>CH₃OH</i>	1 – 0	108.8939	0.3664 ± 0.0162	97.7782	-15.2201	3.5205
<i>HC₃N</i>	12 – 11	109.1736	0.5309 ± 0.0113	111.1956	-24.5194	4.4855
<i>C¹⁸O</i>	1 – 0	109.757	4.106 ± 0.0798	135.1526	54.0381	28.5404
<i>HNCO</i>	5 – 4	109.9058	1.9809 ± 0.0826	149.9909	-28.9116	12.4071
¹³ <i>CO</i>	1 – 0	110.2014	16.4324 ± 0.1182	121.613	-14.4104	126.9376
<i>HNCO</i>	5 – 4	110.2981	0.2016 ± 0.0727	-67.7453	-25.3727	2.7952
<i>CH₃CN</i>	6 – 5	110.3835	0.8768 ± 0.12	188.3897	-15.6336	4.3734

Tabla 2.9: Datos obtenidos para la galaxia IC342.

2. DATOS OBSERVACIONALES

Línea	Transición	Frec. (GHz)	$\int T_{\text{MB}} dv$ ($K km s^{-1}$)	FWHM ($km s^{-1}$)	V_{LSR} ($km s^{-1}$)	$T_{\text{MB}}^{\text{pico}}$ (mK)
CH_3CN	4 – 3	73.5841	0.1625 ± 0.0078	184.7142	5.0687	0.8263
C_4H	$J = 15 - 13$	74.1414	0.1505 ± 0.0097	150.979	77.1421	0.9365
CH_3OH	14 – 13	75.5153	0.1331 ± 0.0048	129.4772	0.4102	0.9658
$CCCN$	15 – 13	79.1671	0.0945 ± 0.0091	100.2979	18.7025	0.8848
HC_3N	9 – 8	81.8799	0.2179 ± 0.001	304.9971	-26.003	0.6767
HC_3N	9 – 8	82.1	0.1247 ± 0.0058	156.249	79.8079	0.7499
$c - C_3H_2$	2 – 1	85.3389	0.1786 ± 0.007	196.6369	43.175	0.8532
$H^{13}CN$	1 – 0	86.3402	0.0873 ± 0.0051	93.4575	30.4673	0.8771
SiO	2 – 1	86.847	0.0519 ± 0.0028	110.1856	11.6579	0.4422
C_2H	<i>BLEND</i>	87.32	1.0071 ± 0.0193	262.6679	-3.6952	3.6077
C_2H	<i>BLEND</i>	87.4072	0.498 ± 0.0197	298.3541	24.5428	1.5793
$HNCO$	4 – 3	87.9252	0.2221 ± 0.0036	167.7917	-18.1081	1.2438
HCN	1 – 0	88.6318	3.4632 ± 0.0188	205.1921	-0.9354	15.8601
HCO^+	1 – 0	89.1885	2.4489 ± 0.0135	200.8956	-0.3213	11.4555
$HCCNC$	9 – 8	89.4193	0.0656 ± 0.0052	94.6536	-4.8552	0.6516
CH_3CH_2CN	10 – 9	89.5624	0.1532 ± 0.0061	130.9202	40.9014	1.0994
CH_3OCHO	57 – 56	90.4528	0.1676 ± 0.0018	160.4729	-24.9679	0.9814
HNC	1 – 0	90.6636	0.9551 ± 0.0079	195.2494	17.9597	4.5964
HC_3N	10 – 9	90.979	0.2039 ± 0.0089	134.9527	69.1508	1.4194
CH_3CN	5 – 4	91.987	0.1688 ± 0.0064	152.2222	-51.8351	1.0417
HC_4N	20 – 19	92.0922	0.1853 ± 0.0076	214.9046	-84.8419	0.8101
N_2H^+	1 – 0	93.1737	0.3564 ± 0.0033	211.6171	1.2198	1.5834
CH_3OH	2 – 1	96.7414	0.1437 ± 0.0018	154.5184	-2.8098	0.8737
CS	2 – 1	97.981	0.5331 ± 0.0075	220.8764	23.4807	2.2728
CH_3OH	13 – 12	100.6389	0.1465 ± 0.0035	146.8986	14.6583	0.9367
CH_3OH	9 – 8	101.7373	0.1562 ± 0.0037	154.4104	42.9618	0.9502
U		102.04	0.1197 ± 0.003	147.0309	6.9394	0.765
CH_3OH	1 – 0	108.8939	0.0997 ± 0.0044	128.1371	41.2298	0.7313
HC_3N	12 – 11	109.1736	0.0963 ± 0.0028	124.2267	-99.0543	0.7291
$C^{18}O$	1 – 0	109.757	1.4451 ± 0.0223	195.1882	72.8139	6.956
^{13}CO	1 – 0	110.2014	6.8344 ± 0.102	206.4748	-1.7892	31.2062
$HNCO$	5 – 4	110.2981	0.066 ± 0.0114	53.8216	29.274	1.315

Tabla 2.10: Datos obtenidos para la galaxia NGC2903.

Línea	Transición	Frec. (GHz)	$\int T_{\text{MB}} dv$ ($K km s^{-1}$)	FWHM ($km s^{-1}$)	V_{LSR} ($km s^{-1}$)	$T_{\text{MB}}^{\text{pico}}$ (mK)
CH_3CN	4 – 3	73.5841	0.2631 ± 0.0195	203.3511	11.3788	1.2156
$^{34}SO_2$	9 – 8	78.397	0.2052 ± 0.013	144.4701	13.1341	1.3343
$CCCN$	15 – 13	79.1671	0.0866 ± 0.0167	82.341	34.3282	0.9878
C_4H	17 – 15	84.123	0.3073 ± 0.004	267.9736	33.1221	1.0847
$c - C_3H_2$	2 – 1	85.3389	0.3072 ± 0.0064	182.8945	46.8763	1.5783
$H^{13}CN$	1 – 0	86.3402	0.1513 ± 0.01	177.4738	33.4913	0.8008
SiO	2 – 1	86.847	0.2271 ± 0.0055	217.3801	-91.377	0.9843
C_2H	<i>BLEND</i>	87.32	0.6679 ± 0.0238	181.6248	-12.3454	3.4547
C_2H	<i>BLEND</i>	87.4072	0.6775 ± 0.0275	407.2604	-35.7772	1.5981
$HNCO$	4 – 3	87.9252	0.2543 ± 0.0074	155.8836	43.3616	1.5328
C_5H	37 – 35	88.3209	0.0998 ± 0.0052	130.2673	58.2297	0.7194
HCN	1 – 0	88.6318	2.4349 ± 0.0228	245.9879	10.3488	9.3324
HCO^+	1 – 0	89.1885	1.8515 ± 0.0206	243.4651	1.5	7.1605
CH_3CH_2CN	10 – 9	89.5624	0.0966 ± 0.0033	115.3556	4.4319	0.7866
HNC	1 – 0	90.6636	1.0688 ± 0.0139	238.0993	8.4053	4.2277
HC_3N	10 – 9	90.979	0.2429 ± 0.0058	203.1769	80.9797	1.1318
CH_3OCH_3	3 – 3	91.4741	0.1747 ± 0.004	143.533	-95.6958	1.1435
N_2H^+	1 – 0	93.1737	0.3807 ± 0.0055	223.9509	50.9314	1.6127
CH_3OH	2 – 1	96.7414	0.6008 ± 0.0063	214.7755	-1.9017	2.6332
CS	2 – 1	97.981	0.8155 ± 0.0058	283.5066	14.8781	2.7489
SO	3 – 2	99.2999	0.3411 ± 0.0035	328.9537	19.2668	1.019
HC_3N	11 – 10	100.0764	0.5513 ± 0.0055	270.3382	-37.4511	1.9689
HC_3N	12 – 11	109.1736	0.2622 ± 0.0108	286.9348	46.0798	0.9286
$C^{18}O$	1 – 0	109.757	1.7677 ± 0.0235	155.468	70.2025	10.6818
$HNCO$	5 – 4	109.9058	0.3264 ± 0.0236	176.2012	-106.164	1.7403
^{13}CO	1 – 0	110.2014	10.7892 ± 0.1381	163.5545	1.9697	61.9739
$HNCO$	5 – 4	110.2981	1.5708 ± 0.1206	126.14	-50.8658	11.699
CH_3CN	6 – 5	110.7122	0.1213 ± 0.0049	104.443	18.9599	1.0907

Tabla 2.11: Datos obtenidos para la galaxia NGC891.

2. DATOS OBSERVACIONALES

Línea	Transición	Frec. (GHz)	$\int T_{\text{MB}} dv$ ($K km s^{-1}$)	FWHM ($km s^{-1}$)	V_{LSR} ($km s^{-1}$)	$T_{\text{MB}}^{\text{pico}}$ (mK)
CH_3CN	4 – 3	73.5841	0.4498 ± 0.0097	161.3095	-37.3376	2.6196
$^{34}SO_2$	9 – 8	78.397	0.3447 ± 0.009	256.5257	-23.2672	1.2637
$CCCN$	15 – 13	79.1671	0.1492 ± 0.0047	127.4733	10.738	1.0995
NH_2CN	4 – 3	80.5046	0.1909 ± 0.006	199.945	41.4953	0.8975
HC_3N	9 – 8	81.8799	0.6259 ± 0.0083	176.4859	9.724	3.3316
HC_3N	9 – 8	82.2004	0.3376 ± 0.0126	169.6984	85.8571	1.8728
CH_3OH	5 – 4	84.5212	0.2178 ± 0.0178	198.7411	-23.2095	1.0299
$c - C_3H_2$	2 – 1	85.3389	0.5085 ± 0.0142	133.6693	8.2931	3.574
CH_3CCH	5 – 4	85.4557	0.1503 ± 0.0135	122.4251	-14.3334	1.1536
$H42\alpha$		85.6884	0.1758 ± 0.0081	140.0207	90.3648	1.1798
CH_2CHCN	9 – 8	85.9871	0.1436 ± 0.0047	159.3721	-44.1455	0.8465
$H^{13}CN$	1 – 0	86.3402	0.3152 ± 0.0049	156.7012	-16.2774	1.8895
HCO	3/2 – 1/2	86.6708	0.0958 ± 0.0141	96.9842	22.4508	0.9279
$H^{13}CO^+$	1 – 0	86.7543	0.5749 ± 0.0347	270.652	27.6366	1.9956
SiO	2 – 1	86.847	0.3575 ± 0.028	159.0926	-24.4134	2.1112
C_2H	<i>BLEND</i>	87.32	2.1389 ± 0.0265	180.3222	-10.0846	11.1449
C_2H	<i>BLEND</i>	87.4072	1.0139 ± 0.0252	172.8449	-6.5377	5.5113
$HNCO$	4 – 3	87.9252	0.5147 ± 0.0127	124.4668	7.3587	3.885
HCN	1 – 0	88.6318	9.8977 ± 0.1501	166.3218	3.3567	55.907
HCO^+	1 – 0	89.1885	8.6691 ± 0.1601	166.0053	5.6172	49.065
CH_3OCHO	57 – 56	90.4528	0.0994 ± 0.0139	78.4538	28.3227	1.1907
HNC	1 – 0	90.6636	3.5253 ± 0.0613	156.5365	5.6526	21.1572
HC_3N	10 – 9	90.979	0.4928 ± 0.0118	128.737	7.4185	3.5959

Tabla 2.12: Datos obtenidos para la galaxia NGC6946.

Línea	Transición	Frec. (GHz)	$\int T_{\text{MB}} dv$ ($K km s^{-1}$)	FWHM ($km s^{-1}$)	V_{LSR} ($km s^{-1}$)	$T_{\text{MB}}^{\text{pico}}$ (mK)
<i>HC₃N</i>	10 – 9	91.1999	0.2856 ± 0.0056	205.6855	-13.0447	1.3054
<i>CH₃CN</i>	5 – 4	91.987	0.4738 ± 0.0047	156.3602	3.7676	2.851
¹³ <i>CS</i>	2 – 1	92.4942	0.1767 ± 0.0066	125.04	-52.9947	1.3275
<i>N₂H⁺</i>	1 – 0	93.1737	1.306 ± 0.0258	169.9208	2.3549	7.2221
<i>C³⁴S</i>	2 – 1	96.4129	0.4159 ± 0.0033	139.1932	-7.411	2.807
<i>CH₃OH</i>	2 – 1	96.7414	1.4421 ± 0.029	143.4453	0.739	9.4447
<i>CS</i>	2 – 1	97.981	3.2047 ± 0.0558	150.4343	4.1333	20.0133
<i>SO</i>	3 – 2	99.2999	0.3295 ± 0.0051	140.7572	-0.8081	2.1988
<i>HC₃N</i>	11 – 10	100.0764	0.5403 ± 0.0135	133.1103	-1.9397	3.8134
<i>H₂CS</i>	3 – 2	101.4778	0.1992 ± 0.0065	117.5781	-44.648	1.5916
<i>CH₃CCH</i>	6 – 5	102.546	0.4827 ± 0.0053	140.3548	17.933	3.2311
<i>C₄H</i>	21 – 19	103.55	0.2429 ± 0.0088	172.7953	32.8369	1.3209
<i>SO₂</i>	10 – 10	104.2393	0.1616 ± 0.0073	119.0972	-74.2592	1.2745
<i>C₄H</i>	23 – 21	105.1741	0.2044 ± 0.0043	139.9753	59.7242	1.3732
<i>CH₃OH</i>	1 – 0	108.8939	0.1772 ± 0.0099	89.5437	-9.1927	1.8591
<i>HC₃N</i>	12 – 11	109.1736	0.2381 ± 0.0085	92.9358	-9.4675	2.4071
<i>C¹⁸O</i>	1 – 0	109.757	4.5957 ± 0.0388	159.0096	68.0017	27.1514
<i>HNCO</i>	5 – 4	109.9058	0.5328 ± 0.0288	108.0614	-4.6351	4.6322
¹³ <i>CO</i>	1 – 0	110.2014	16.1736 ± 0.1629	164.2581	-0.0141	92.5308
<i>CH₃CN</i>	6 – 5	110.7122	0.3889 ± 0.0154	231.3922	3.0586	1.6073

Tabla 2.13: Datos obtenidos para la galaxia NGC6946.

Estimación de las condiciones físicas del gas.

3.1. Comparativa de los espectros de las galaxias: diferencias y similitudes

Este capítulo presenta una comparación detallada de los inventarios moleculares detectados en IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946, evaluando las similitudes y las diferencias que reflejan las condiciones físicas específicas de cada objeto.

La figura 2.11 presenta un resumen de todas las moléculas detectadas en la muestra de galaxias, mostrando una comparación general entre sus espectros. De manera complementaria, la figura 3.1 presenta los espectros normalizados con respecto a la intensidad del $C^{18}O$. Esta normalización se fundamenta en que el $C^{18}O$, al ser ópticamente delgado, constituye un trazador fiable del contenido total de gas molecular, lo que posibilita una comparación directa entre las emisiones moleculares de las distintas galaxias. Para facilitar la interpretación, los espectros se han segmentado en intervalos de frecuencia, resaltando así tanto las similitudes como las diferencias en su composición química.

Para facilitar el análisis, se han graficado únicamente las regiones donde se detectaron moléculas y se han marcado aquellas que son comunes en la mayoría de las galaxias estudiadas. Esto permite centrar la atención en los patrones compartidos y las variaciones más relevantes.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

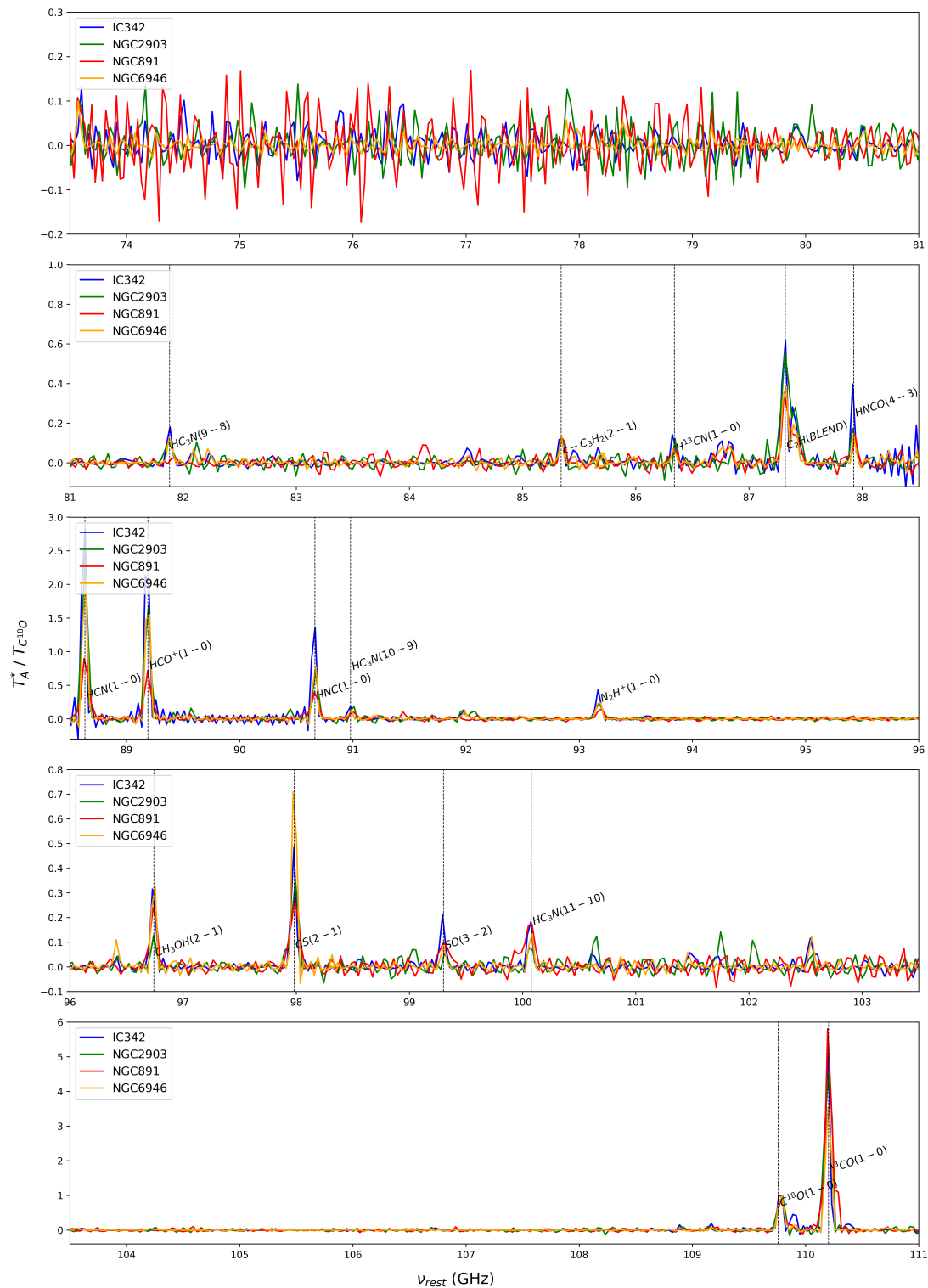


Figura 3.1: Espectros moleculares normalizados con respecto a la intensidad de $C^{18}O$.

3.1 Comparativa de los espectros de las galaxias: diferencias y similitudes

Para realizar la comparativa inicial entre las emisiones moleculares de cada espectro, se elaboró una tabla que muestra las moléculas detectadas con una palomita (\checkmark) y las no detecciones con una cruz (\times). Este esquema permite identificar de manera directa qué especies moleculares están presentes o ausentes en cada galaxia de la muestra.

Línea	Transición	ν_{rest}	IC342	NGC2903	NGC891	NGC6946
<i>CH₃CN</i>	4 – 3	73.58412	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
	5 – 4	91.98704	\checkmark	\checkmark	\times	\checkmark
	6 – 5	110.3835	\times	\times	\checkmark	\checkmark
<i>CH₃OH</i>	14 – 13	75.51533	\times	\checkmark	\times	\times
	20 – 19	75.90797	\checkmark	\times	\times	\times
	5 – 4	84.52117	\checkmark	\times	\times	\checkmark
	2 – 1	96.74137	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
	13 – 12	100.61	\checkmark	\times	\times	\times
	9 – 8	101.7373	\checkmark	\checkmark	\times	\times
	1 – 0	108.8939	\checkmark	\checkmark	\times	\checkmark
<i>HC₃N</i>	9 – 8	81.87993	\checkmark	\checkmark	\times	\checkmark
	10 – 9	90.979	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
	11 – 10	100.0764	\checkmark	\times	\checkmark	\checkmark
	12 – 11	109.1736	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
<i>C₄H</i>	15 – 13	74.14143	\times	\checkmark	\times	\times
	17 – 15	84.123	\times	\times	\checkmark	\times
	23 – 21	105.1741	\times	\times	\times	\checkmark
<i>CH₃CCH</i>	5 – 4	85.45567	\checkmark	\times	\times	\checkmark
	6 – 5	102.546	\checkmark	\times	\times	\checkmark
<i>HNCO</i>	4 – 3	87.92522	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
	5 – 4	109.9058	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
<i>SO₂</i>	10 – 9	76.41217	\checkmark	\times	\times	\times
	10 – 10	104.2393	\times	\times	\times	\checkmark

Tabla 3.1: Moléculas con múltiples transiciones detectadas en la muestra de galaxias.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

Línea	Transición	ν_{rest}	IC342	NGC2903	NGC891	NGC6946
$C_5H?$	31 – 29	74.497	✓	×	×	×
$^{34}SO_2?$	9 – 8	78.39702	×	×	✓	✓
$H43\alpha$		79.91265	✓	×	×	×
NH_2CN	4 – 3	80.5046	×	×	×	✓
U		82.24	✓	×	×	×
$c - C_3H_2$	2 – 1	85.33889	✓	✓	✓	✓
$H42\alpha$		85.68839	✓	×	×	✓
CH_2CHCN	9 – 8	85.98713	×	×	×	✓
HCO	3/2 – 1/2	86.67076	×	×	×	✓
$H^{13}CO+$	1 – 0	86.7543	✓	×	×	✓
SiO	2 – 1	86.84699	✓	✓	✓	✓
C_2H	<i>BLEND</i>	87.32001	✓	✓	✓	✓
$C_5H?$	37 – 35	88.32094	×	×	✓	×
HCN	1 – 0	88.63185	✓	✓	✓	✓
HCO^+	1 – 0	89.18853	✓	✓	✓	✓
$HCCNC?$	9 – 8	89.4193	×	✓	×	×
$CH_3CH_2CN?$	10 – 9	89.56242	×	✓	✓	×
CH_3OCHO	57 – 56	90.4528	×	✓	×	✓
HNC	1 – 0	90.66357	✓	✓	✓	✓
$CH_3OCH_3?$	3 – 3	91.47414	×	×	✓	×
HC_4N	20 – 19	92.09219	×	✓	×	×
^{13}CS	2 – 1	92.49422	×	×	×	✓
N_2H+	1 – 0	93.1737	✓	✓	✓	✓
$^{13}CH_3OH?$	2 – 1	93.61946	✓	×	×	×
$C^{34}S$	2 – 1	96.41294	×	×	×	✓
CS	2 – 1	97.98095	✓	✓	✓	✓
SO	3 – 2	99.29987	✓	×	✓	✓
H_2CS	3 – 2	101.4778	✓	×	×	✓
U	7 – 6	102.04	×	✓	×	×
$H39\alpha$		106.7374	✓	×	×	×
^{13}CN	<i>BLEND</i>	108.6513	✓	×	×	×
$C^{18}O$	1 – 0	109.757	✓	✓	✓	✓
^{13}CO	1 – 0	110.2014	✓	✓	✓	✓

Tabla 3.2: Moléculas con una sola transición detectada en la muestra de galaxias. El signo ? indica las detecciones dudosas, ya sea por la pobre resolución espectral o porque se encuentra en el límite de detección.

Las líneas marcadas con un signo de interrogación en la tabla 3.2 indican que, debido a la limitada resolución espectral del RSR, no es posible confirmar con certeza la identificación molecular. En estos casos, se seleccionó la especie cuya frecuencia se encuentra más próxima al pico de detección observado y se requirió una relación señal-ruido mínima de 3σ .

La tabla 3.3 resume el número total de especies moleculares detectadas y el total de transiciones observadas en cada galaxia.

Galaxia	Especies moleculares	Total de transiciones
IC342	17	31
NGC2903	12	19
NGC891	11	18
NGC6946	16	29

Tabla 3.3: Número de especies moleculares detectadas y total de transiciones observadas por galaxia.

Por su parte, la tabla 3.4 reúne las primeras detecciones moleculares obtenidas en este trabajo, incluyendo transiciones no reportadas en estudios previos en estas galaxias, isótopos poco abundantes y líneas de recombinación de hidrógeno. Se indican además los casos de identificación tentativa, asociados a las limitaciones de la resolución espectral del RSR.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

Galaxia	Molécula	Transición	ν_{rest} (GHz)	Significado
IC342	C ₅ H?	31 – 29	74.497	Nueva detección
	H43 α	—	79.913	Nueva línea RRL
	U línea	—	82.24	No identificada
	H ¹³ CO ⁺	1 – 0	86.754	Primer isótopo
	¹³ CH ₃ OH?	2 – 1	93.619	Primer isótopo
	H39 α	—	106.737	Nueva línea RRL
	¹³ CN	BLEND	108.651	Nueva detección
NGC2903	C ₄ H	15 – 13	74.141	Nueva detección
	CH ₃ OH	14 – 13	75.515	Primera en NGC2903
	CH ₃ CH ₂ CN?	10 – 9	89.562	Tentativa
	CH ₃ OCHO	57 – 56	90.453	Nueva detección
	HC ₄ N	20 – 19	92.092	Nueva detección
	U	—	102.04	No identificada
NGC891	³⁴ SO ₂ ?	9 – 8	78.397	Tentativa
	C ₄ H	17 – 15	84.123	Nueva detección
	C ₅ H?	37 – 35	88.321	Nueva detección
	CH ₃ OCH ₃ ?	3 – 2	91.474	Primera extragaláctica [‡]
	CH ₃ CN	6 – 5	110.384	Nueva transición
NGC6946	NH ₂ CN	4 – 3	80.505	Primera extragalácticas [‡]
	H42 α	—	85.688	Nueva línea RRL
	CH ₂ CHCN	9 – 8	85.987	Nueva detección
	HCO	BLEND	86.671	Nueva detección
	¹³ CS	2 – 1	92.494	Primer isótopo
	C ³⁴ S	2 – 1	96.413	Primer isótopo
	C ₄ H	23 – 21	105.174	Nueva detección
	SO ₂	10 – 9	104.239	Nueva transición

[‡]Primera detección confirmada fuera de la Vía Láctea.

Las especies interrogación indican identificaciones tentativas por resolución limitada.

Tabla 3.4: Primeras detecciones moleculares identificadas en este trabajo. Total: 26 nuevas detecciones distribuidas entre las cuatro galaxias estudiadas.

El análisis de los inventarios moleculares presentados en las tablas 3.3 y 3.4 permite interpretar las diferencias observadas en términos de la diversidad química y de las condiciones físicas predominantes en cada galaxia. A continuación, se discuten de manera comparativa los perfiles moleculares de IC342, NGC6946, NGC2903 y NGC891, destacando tanto los patrones compartidos como las particularidades que distinguen a cada objeto.

- **IC342** muestra el inventario más diverso de la muestra. La detección de moléculas orgánicas complejas, como CH_3CN en múltiples transiciones y CH_3OH en estados vibracionales excitados, sugiere la existencia de núcleos moleculares calientes con temperaturas superiores a 100 K. Estas condiciones favorecen tanto la química en fase gaseosa como la desorción de especies desde los mantos de polvo interestelar (Sewilo et al., 2018; Shimonishi et al., 2021). Además, las altas intensidades integradas de HCN y HCO^+ indican densidades que superan los valores críticos efectivos de dichas transiciones, en concordancia con regiones de intensa formación estelar (Jiménez-Donaire et al., 2017).
- **NGC6946** presenta un perfil químico igualmente complejo, con 16 especies detectadas, muy próximo al inventario de IC342. Destacan detecciones exclusivas como NH_2CN (tentativa) y CH_2CHCN , que apuntan a procesos de síntesis de compuestos nitrogenados en el medio interestelar (Loison et al., 2019). La identificación de isótopos poco abundantes, como ^{13}CS y C^{34}S , sugiere además un mayor grado de enriquecimiento químico en esta galaxia (Li et al., 2021a).
- **NGC2903** y **NGC891** exhiben inventarios más limitados (12 y 11 especies respectivamente), aunque con características singulares. En NGC2903 se detectaron moléculas de cadena larga como HC_4N , indicativas de una química carbonada particular en condiciones de densidad y temperatura intermedias. Por su parte, NGC891 se distingue por la detección de CH_3OCH_3 , una molécula compleja cuya formación se asocia a reacciones en mantos de hielo y procesos de desorción térmica (Sewilo et al., 2018).

Las primeras detecciones moleculares reportadas en la tabla 3.4 constituyen aportes relevantes al estudio de la química extragaláctica. Entre ellas, destaca la detección tentativa de NH_2CN en NGC6946, primera confirmación extragaláctica de cianamida, una molécula de interés prebiótico (Coutens et al., 2018). De igual modo, la identificación de isótopos poco abundantes como H^{13}CO^+ , $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$, ^{13}CS y C^{34}S amplía las posibilidades de estudios de fraccionamiento isotópico, mientras que las líneas de recombinación de hidrógeno ($\text{H}43\alpha$, $\text{H}42\alpha$ y $\text{H}39\alpha$) aportan trazadores complementarios de regiones HII (Salgado et al., 2017).

En conjunto, los resultados muestran una tendencia clara: las galaxias con inventarios moleculares más ricos (IC342 y NGC6946) presentan también las mayores intensidades integradas en HCN , HCO^+ y ^{13}CO . Esto sugiere que la abundancia de gas denso es un requisito fundamental para el desarrollo de química compleja (Li et al., 2021b). Por el contrario, galaxias con menor diversidad molecular (NGC2903 y NGC891) mantienen

inventarios más simples, aunque con detecciones particulares que aportan información valiosa sobre su química.

Las diferencias en el número de transiciones detectadas entre galaxias ricas y pobres en especies reflejan no solo contrastes en diversidad molecular, sino también en las condiciones de excitación que permiten poblar distintos niveles energéticos. Estas variaciones pueden atribuirse a diferencias en densidad, temperatura y profundidad óptica, todas ellas asociadas a la actividad de formación estelar.

3.2. Estimación de las condiciones físicas del gas molecular.

La determinación de las condiciones físicas del gas molecular es fundamental para conocer las condiciones en las que tiene lugar la formación de estrellas. Uno de los métodos más utilizados es el análisis de las densidades de columna. La densidad de columna representa el número de partículas de una determinada especie a lo largo de una línea de visión por unidad de área. Este análisis es particularmente valioso, ya que al ser cantidades por unidad de área, nos permite comparar los valores en las diferentes galaxias independientemente de que las áreas observadas sean distintas.

3.2.1. Teoría: LTE y No-LTE

El **cálculo tradicional** de las densidades de columna, se basa en aproximaciones bastante fuertes: que el medio está en equilibrio termodinámico local (LTE) y que la línea es ópticamente delgada. Es importante destacar que estas suposiciones no suelen cumplirse en las condiciones típicas del medio molecular. Por ejemplo, en regiones de alta densidad o sin gradientes de temperatura significativos dentro de una galaxia, la suposición de LTE podría no ser válida. Asimismo, con altas concentraciones de moléculas, la aproximación de línea ópticamente delgada es inadecuada.

Es importante destacar que la suposición de líneas ópticamente delgadas es crucial para la validez de la ecuación utilizada ya que sino es así, la densidad de columna solo dará un límite inferior a la abundancia molecular en esa área. Con esta suposición se calculó la densidad de columna del estado superior de una transición molecular (N_u), mediante la siguiente ecuación:

$$N_u = \frac{8\pi k\nu^2}{\hbar c^3 A_{ul}} I_{ul} \quad (3.1)$$

Donde I_{mol} es la temperatura de brillo integrada de la transición (en K km s⁻¹), k es la constante de Boltzmann (1.38×10^{-16} erg K⁻¹), ν es la frecuencia de la transición (en Hz), \hbar es la constante de Planck reducida (1.054×10^{-27} erg s), c es la velocidad de la luz (2.998×10^8 km s⁻¹), y A_{ul} es el coeficiente de probabilidad de transición de Einstein entre los estados superior (u) e inferior (ℓ) (en s⁻¹).

Esta ecuación se deriva de la solución de la ecuación de transferencia radiativa en el caso ópticamente delgado y es válida tanto en condiciones de equilibrio termodinámico local (LTE) como en condiciones de no equilibrio (non-LTE). Este estudio abarca todas las moléculas observadas, aplicando tanto el método LTE como el LVG sin distinción previa. Sin embargo, el cálculo de la abundancia molecular total, si necesita de la aproximación LTE y se realizó con la expresión:

$$N_{\text{tot}} = \frac{N_u}{g_u} Q(T_{\text{ex}}) \exp\left(\frac{E_u}{k \cdot T_{\text{ex}}}\right) \quad (3.2)$$

donde $Q(T_K)$ es la función de partición a la temperatura del gas, que solo es válida en caso de LTE. Donde la T_{ext} es la misma para todos los niveles e igual a la T_K del gas.

Los coeficientes moleculares necesarios para este cálculo se han obtenido de la base de datos Splatalogue (Remijan et al., 2007). Esta base de datos unifica y consolida datos de múltiples repositorios, incluyendo la Base de Datos de Espectroscopía Molecular de Colonia (CDMS) (Endres et al., 2016) y los catálogos del Laboratorio de Propulsión a Chorro (JPL) (Pearson et al., 2005), proporcionando así una interfaz eficiente para acceder a información espectroscópica detallada y actualizada de una amplia gama de moléculas de interés astrofísico.

La Tabla 3.5 proporciona información espectroscópica esencial para 35 especies moleculares relevantes para este trabajo. Cada fila corresponde a una molécula específica y su transición rotacional o vibracional. Las columnas contienen los siguientes parámetros:

- **Molécula:** Identifica la especie molecular mediante su fórmula química.
- **Transición:** Especifica los niveles energéticos involucrados en la transición (nivel inicial \rightarrow nivel final).
- ν_{Rest} : Frecuencia de reposo de la transición, expresada en GHz.
- $\log(A_{ij})$: Logaritmo del coeficiente de Einstein para emisión espontánea. Este parámetro indica la probabilidad de transición entre estados energéticos.
- **Q(T):** Función de partición a diferentes temperaturas: 5 K, 9.375 K, 18.75 K, 37.5 K y 75 K.

La función de partición $Q(T)$ es particularmente importante ya que describe la distribución de los estados energéticos moleculares accesibles a una temperatura determinada y condiciones LTE.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

Molécula	Transición	ν_{Rest}	$\log(A_{ij})$	Q(5.00)	Q(9.375)	Q(18.75)	Q(37.50)	Q(75.00)
CH_3CN	4 – 3	73.584	-5.828	28	64.096	164.317	449.081	1267.671
$^{34}SO_2$	8 – 9	78.397	-6.0043	0	33.638	94.439	266.168	751.749
HC_3N	9 – 8	81.88	-6.7609	0	129.83	258.656	516.319	1031.679
C_4H	17 – 15	84.123	-5.6094	0	165.54	329.743	658.171	1315.088
CH_3OH	5 – 4	84.521	-5.7056	0	19.543	68.7464	230.239	731.0698
C_6H	2 – 1	85.339	-4.6341	0	72.403	201.843	566.856	1597.891
CH_3CCH	5 – 4	85.456	-6.2268	0	34.419	88.267	241.268	679.673
$H^{13}CN$	1 – 0	86.34	-4.6245	0	14.622	28.171	55.31	109.623
$H^{13}CO^+$	1 – 0	86.754	-5.0162	0	4.8522	9.3479	18.3516	36.3666
SiO	2 – 1	86.847	-4.5335	0	...	18.332	36.3268	72.3246
C_2H	<i>BLEND</i>	87.32	-6.5863	0	19.284	37.145	72.912	144.477
$HNCO$	4 – 3	87.925	-5.5337	0	56.351	129.479	352.614	992.888
HCN	1 – 0	88.632	-5.0922	0	14.272	27.473	53.914	106.807
HCO^+	1 – 0	89.189	-4.3781	0	4.7298	9.1023	17.8601	35.3833
$CH_3CH_2CN?$	10 – 9	89.562	-4.9048	0	207.43	584.648	1651.06	4667.936
CH_3OCHO	57 – 56	90.453	-6.7794	0	720.82	2030.84	5772.42	17548.82
HNC	1 – 0	90.664	-4.5703	0	4.659	8.96	17.575	34.814
HC_3N	10 – 9	90.979	-4.7128	0	129.83	258.656	516.319	1031.679
$CH_3^{13}CN$	5 – 4	91.942	-4.6938	0	64.127	164.398	449.302	1265.81
CH_3CN	5 – 4	91.987	-4.2203	28	64.096	164.317	449.081	1267.671
C_3S	16 – 15	92.488	-4.2376	0	67.92	135.519	270.707	541.003
N_2H^+	1 – 0	93.174	-4.4093	0	40.888	78.56	153.993	304.93
$C^{34}S$	2 – 1	96.413	-4.7943	0	8.447	16.546	32.757	65.178
CH_3OH	2 – 1	96.741	-5.4675	0	19.543	68.7464	230.239	731.0698
CS	2 – 1	97.981	-4.7763	0	8.316	16.285	32.24	64.15
SO	3 – 2	99.3	-4.9488	0	15.904	38.878	90.344	197.515
HC_3N	11 – 10	100.08	-4.5868	0	129.83	258.656	516.319	1031.679
CH_3OH	9 – 8	101.74	-6.966	0	19.543	68.7464	230.239	731.0698
CH_3CCH	6 – 5	102.55	-5.9772	0	34.419	88.267	241.268	679.673
CH_3OH	1 – 0	108.89	-4.8324	0	19.543	68.7464	230.239	731.0698
HC_3N	12 – 11	109.17	-3.9964	0	129.83	258.656	516.319	1031.679
$C^{18}O$	1 – 0	109.76	-7.203	0	3.912	7.461	14.574	28.81
$HNCO$	5 – 4	109.91	-5.2553	0	56.351	129.479	352.614	992.888
^{13}CO	1 – 0	110.2	-7.1984	0	3.899	7.434	14.52	28.702
$HNCO$	5 – 4	110.3	-4.7742	0	56.351	129.479	352.614	992.888
CH_3CN	6 – 5	110.38	-3.9663	28	64.096	164.317	449.081	1267.671

Tabla 3.5: Datos moleculares obtenidos de Splatalogue (Remijan et al., 2007).

3.2.2. SpectralRADEX: descripción del código de análisis de líneas moleculares.

Como se comentó anteriormente, el caso LTE puede no ser válido en todas las condiciones, por lo que es interesante explorar las condiciones físicas del gas usando un método NO-LTE como es la aproximación LVG (gran gradiente de velocidad, eg. Sobolev, 1957).

SpectralRADEX es una herramienta fundamental en el ámbito de la astrofísica, diseñada para realizar cálculos de transferencia radiativa en condiciones de no equilibrio termodinámico local (non-LTE). Su principal función es servir como una interfaz de Python para RADEX, un programa de código abierto que usa la aproximación LVG para resolver la ecuación de transferencia radiativa y modelar líneas espectrales moleculares, estimar densidades de columna y temperaturas de excitación, así como analizar las condiciones físicas en nubes moleculares y regiones de formación estelar.

El modelo utiliza una serie de parámetros fijos, cruciales para su funcionamiento:

- **Molécula:** Especie molecular objeto de estudio.
- ν_{rest} : Frecuencia de reposo de la línea espectral.
- **Geometría:** En este estudio se utilizará la geometría esférica.
- T_{bg} : Temperatura de fondo cósmico de microondas (2.73 K)
- T_{kin} : Temperatura cinética específica del gas de la región emisora de cada molécula.
- **FWHM:** Anchura a media altura de cada línea molecular, previamente calculada y tabulada para cada galaxia.

El modelo se centra en el análisis de dos variables principales, que se utilizan como ejes para la representación gráfica de los resultados, permitiendo una visualización clara de las relaciones y tendencias en los datos analizados:

- N : Densidad columnar en unidades de cm^{-2} .
- $n(H_2)$: Densidad volumétrica en unidades de cm^{-3} .

SpectralRADEX emplea una combinación de parámetros fijos y variables para determinar con precisión las condiciones físicas de las moléculas en las galaxias estudiadas. El proceso utiliza una cuadrícula de 800×800 , modulando la densidad columnar N y la densidad volumétrica $n(H_2)$ para replicar los datos de intensidad integrada. Este análisis ajusta los resultados a la intensidad integrada, expresada como **FLUX (K*km/s)**, previamente calculada para cada molécula. A partir de estos resultados, se realiza un ajuste para derivar una tendencia que corresponda a las observaciones de cada molécula

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

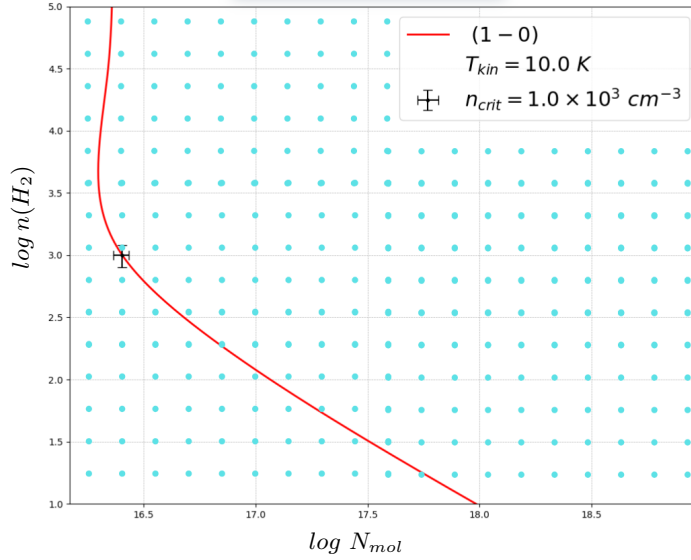


Figura 3.2: Matriz para los cálculos de la densidad columnar y la densidad volumétrica.

3.2.2.1. Estimación de la temperatura cinética del gas molecular denso

La estimación de la temperatura cinética del gas molecular denso es un paso fundamental en la caracterización de las condiciones físicas que dominan las regiones donde se forman las estrellas. Debido a que para la mayoría de las moléculas solo se tiene una transición, se utilizó como aproximación la temperatura cinética (T_{kin}) calculada suponiendo LTE.

Temperatura cinética en LTE

En el modelo LTE, se asume que la temperatura de excitación (T_{ex}) o rotacional (T_{rot}) es igual a la temperatura cinética del gas (T_{kin}), ya que las densidades son lo suficientemente altas como para que las colisiones dominen la distribución de las poblaciones moleculares. Esto simplifica los cálculos y proporciona una estimación directa de la temperatura del gas, pero puede no ser aplicable en todas las condiciones, especialmente cuando las densidades son bajas o cuando dominan los procesos radiativos.

El método estándar, utiliza las transiciones mas bajas para la molécula de ^{12}CO . La determinación de temperatura para CO varía debido a las diferentes propiedades ópticas de sus isótopos. La estimación de la temperatura de cinética (T_{kin}) se fundamenta en realizar suposiciones bastante fuertes usando la molécula de ^{12}CO :

- Las líneas están termalizadas $T_{kin} = T_{ex}(^{12}CO) = T_{ex}$
- La transición del ^{12}CO es ópticamente grueso, con $\tau^{12} \gg 1$

Usando la temperatura obtenida de la transición $1 - 0$ de ^{12}CO de Israel 2023 con IRAM 30 metros a 115.271 GHz y asumiendo que la transición es ópticamente gruesa lo que es una buena aproximación en las regiones de emisión de gas molecular denso, se puede calcular la temperatura de rotación utilizando la siguiente ecuación:

$$T_B = \zeta(T_{ex}) - \zeta(T_{bg}) \quad (3.3)$$

En esta ecuación, T_B representa la temperatura de brillo observada, T_{ex} la temperatura de excitación, T_{bg} la temperatura de fondo de microondas (2.73 K), y τ_o la profundidad óptica en el centro de la línea. La función $\zeta(T)$ se define como:

$$\zeta(T) = \frac{h\nu/k}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (3.4)$$

Calculando $\zeta(T_{bg}) = 0.82$ y sabiendo que $h\nu/k = 5.5$, se obtiene la siguiente expresión para la temperatura cinética:

$$T_{ex}^{J=1 \rightarrow 0} = T_{kin} = \frac{5.5}{\ln\left(1 + \frac{5.5}{T_{L(J=1 \rightarrow 0)}^{12}(0)+0.82}\right)} \quad (3.5)$$

Los valores de T_L^{12} se muestran en la Tabla 3.6, junto con la temperatura cinética calculada para cada galaxia. Estos resultados permitieron emplear la temperatura cinética T_{kin} , previamente determinada a partir del ^{12}CO en estudios anteriores, para realizar los cálculos correspondientes de la molécula ^{13}CO .

Datos	Galaxias			
	IC342	NGC2903	NGC891	NGC6946
$T_{12CO} (K)$	161.0	79.8	137	228
$T_{kin} (K)$	19.0	20	8.86	8.98

Tabla 3.6: Valores encontrados de ^{12}CO de Israel et al. (2024) observadas con IRAM 30 m.

Sin embargo, estos valores de T_K representan únicamente valores promedio para el gas molecular en su conjunto y no necesariamente reflejan las temperaturas características de las regiones más densas trazadas por las moléculas analizadas. Otra forma de estimar esta temperatura es mediante los *diagramas de rotación*, los cuales proporcionan una estimación de la temperatura rotacional (T_{rot}) de la emisión molecular. En condiciones de equilibrio termodinámico local (LTE), dicha temperatura es equivalente a la temperatura cinética (T_K) del gas.

Graficando $\ln(N_u/g_u)$ vs E_u/k para cada galaxia y molécula, donde E_u es la energía del nivel superior. Utilizando

$$\frac{N_u}{g_u} = \frac{N_{tot}}{Q(T_{rot})} e^{-E_u/kT_{rot}} \quad (3.6)$$

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

Ya definida y tomando logaritmos de ambos lados, obtenemos:

$$\ln\left(\frac{N_u}{g_u}\right) = \ln\left(\frac{N_{tot}}{Q(T_{rot})}\right) - \frac{E_u}{kT_{rot}} \quad (3.7)$$

Esta ecuación tiene la forma de una línea recta $y = mx + b$, esto nos permite realizar un ajuste lineal a los datos graficados y obtener la temperatura rotacional de la siguiente manera:

$$T_{rot} = -\frac{1}{m} \quad (3.8)$$

La ventaja de este método es que no requiere conocer la densidad de columna total ni la función de partición, lo que lo hace particularmente útil para moléculas poco comunes donde estos valores pueden ser inciertos.

Las figuras 3.3, 3.4, 3.5 y 3.6 muestran los diagramas rotacionales obtenidos de las observaciones de diversas transiciones moleculares para cada galaxia estudiada.

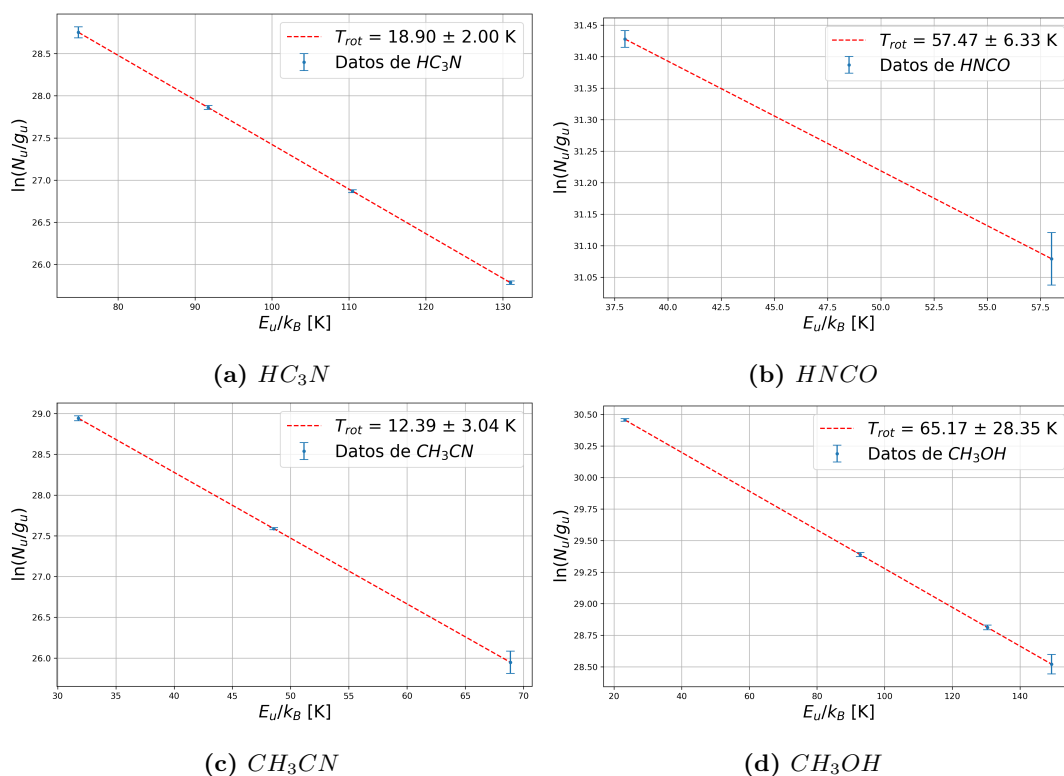


Figura 3.3: Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N , $HNCO$, CH_3CN y CH_3OH para la galaxia IC342.

3.2 Estimación de las condiciones físicas del gas molecular.

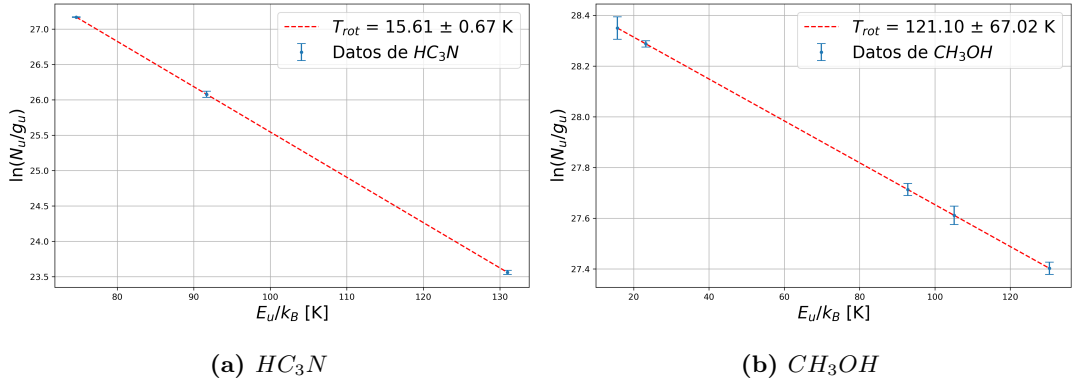


Figura 3.4: Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N y CH_3OH para la galaxia NGC2903.

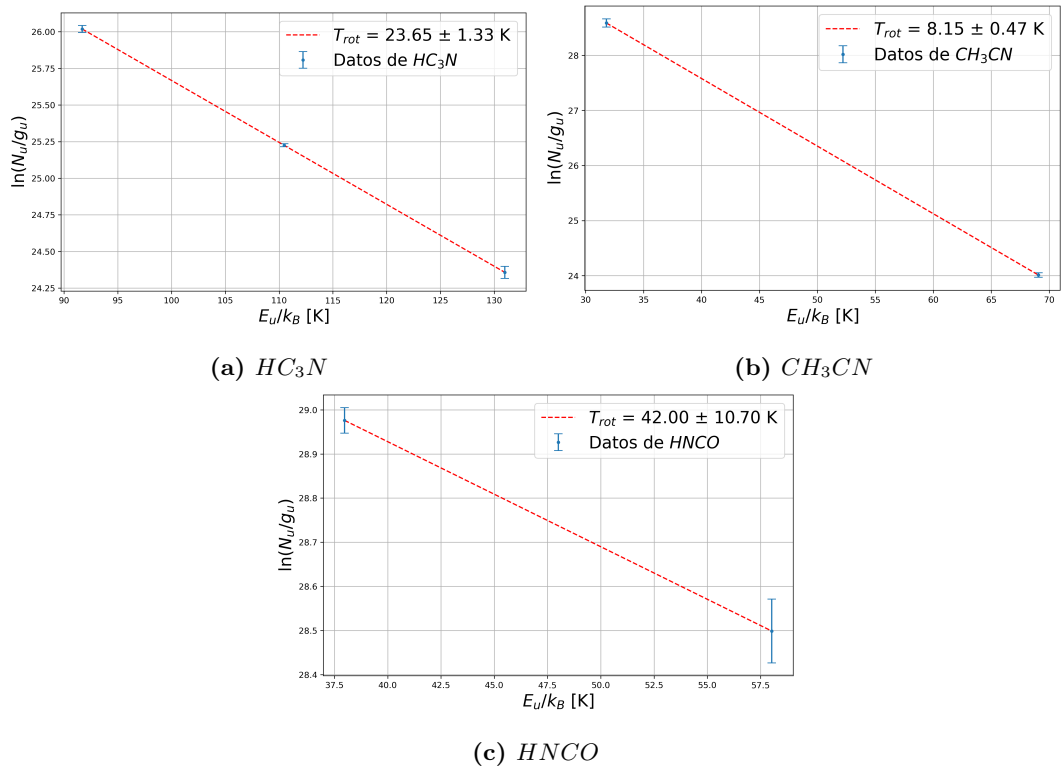


Figura 3.5: Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N , CH_3CN y $HNCO$ para la galaxia NGC891.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

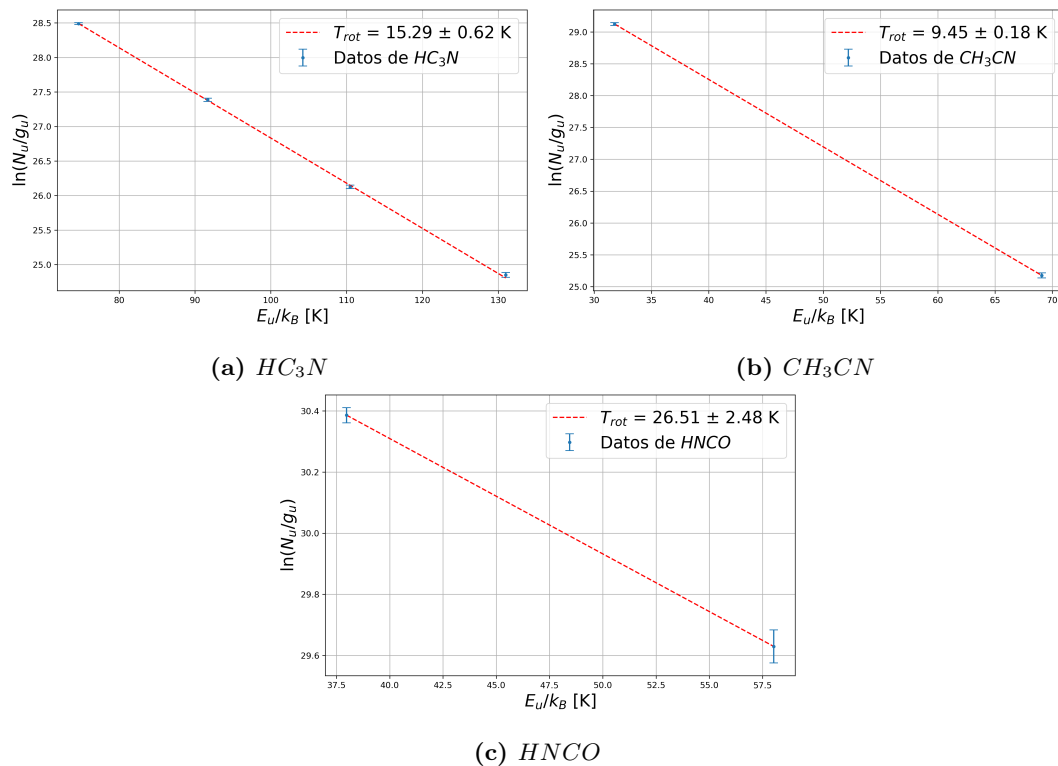


Figura 3.6: Diagramas de rotación de las moléculas HC_3N , CH_3CN y $HNCO$ para la galaxia NGC6946.

Nótese que, para aquellas moléculas con dos o más transiciones observadas, se aplicó el diagrama de rotación para estimar la temperatura de rotación (T_{rot}). En los casos en que no se contaba con un número suficiente de transiciones para construir dichos diagramas, se realizó una revisión exhaustiva de estudios previos y de la literatura especializada con el fin de obtener valores confiables de la temperatura cinética (T_{kin}). Esta aproximación se fundamenta en que, bajo condiciones de equilibrio termodinámico local (LTE), $T_{kin} = T_{rot}$, lo cual permitió efectuar los cálculos moleculares subsecuentes y superar las limitaciones metodológicas iniciales. Cuando no se encontraron datos específicos en la bibliografía, se adoptó una temperatura de referencia $T_{kin} = 10 \pm 5$ K, siguiendo la metodología establecida por Nakajima et al. (2018).

Nótese también que, en general, las temperaturas obtenidas para el gas denso son mayores que aquellas estimadas a partir de la temperatura de excitación (T_{ex}) del ^{12}CO .

3.2.2.2. Estimación de las densidades del gas molecular denso utilizando el método No-LTE

Para la estimación de las densidades se utilizó SpectralRADEX. Esto implica la variación sistemática de dos parámetros de entrada fundamentales: la densidad volumétrica y la densidad de columna. Estos parámetros "libres" se ajustan iterativamente hasta que los resultados del modelo ajusta las observaciones.

El procedimiento se inicia estableciendo un rango de densidades volumétricas centrado en el promedio de las densidades críticas de las transiciones estudiadas. Este rango se extiende en órdenes de magnitud de 10^4 cm^{-3} , tanto por encima como por debajo del valor central. Paralelamente, la densidad de columna se modula en torno al valor inicial obtenido mediante el modelo LTE, aplicando múltiplos superiores e inferiores de 10^4 cm^{-2} . Esta estrategia permite una exploración sistemática del espacio paramétrico, con el objetivo de replicar las intensidades integradas observadas para cada especie molecular.

Para determinar de la densidad volumétrica $n(H_2)$ y la densidad de columna N_{LVG} se identifican las intersecciones entre las predicciones del modelo para diversas transiciones moleculares y los valores observacionales previamente calculados. Este método implica la determinación de los parámetros, siempre que se tengan varias transiciones detectadas (ver figura 3.7, como ejemplo donde muestra el caso de la molécula HC_3N para la galaxia IC342).

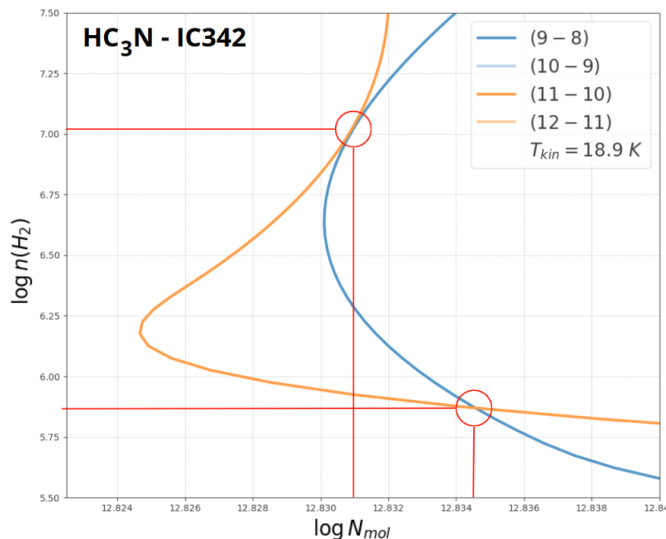


Figura 3.7: Determinación de las densidades volumétricas $n(H_2)$.

Es fundamental destacar que la base de datos LAMBDA, esencial para los cálculos realizados con SpectralRADEX (Sección 3.2.2). Ofrece información molecular detallada para numerosas especies. No obstante, la ausencia de datos específicos para ciertas

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

moléculas en esta base impide la realización de cálculos para dichas especies, lo limita la obtención de resultados sobre esas especies.

3.2.3. Cálculo de las abundancias moleculares

La determinación precisa de *abundancias moleculares* en entornos astrofísicos es bastante compleja y muy dependiente de las condiciones físico-químicas del medio. Este estudio aborda dos escenarios fundamentales: el equilibrio termodinámico local (LTE) y el no-equilibrio termodinámico local (non-LTE), este último modelado mediante el formalismo del Gran Gradiente de Velocidad (LVG).

La densidad columnar total de una especie molecular para el modelo LTE, se puede expresar mediante la siguiente ecuación, tal y como se explico en la sección 3.2.2.1

$$N_{mol} = \frac{N_u}{g_u} Q(T_{rot}) e^{-E_s/kT_{rot}} \quad (3.9)$$

Para determinar la función de partición a la temperatura rotacional (T_{rot}) obtenida para cada molécula en la sección anterior, se realizó una interpolación entre los valores reportados en la tabla 3.5 para la función de partición $Q(T_{rot})$, (ver ejemplo en la figura 3.8):

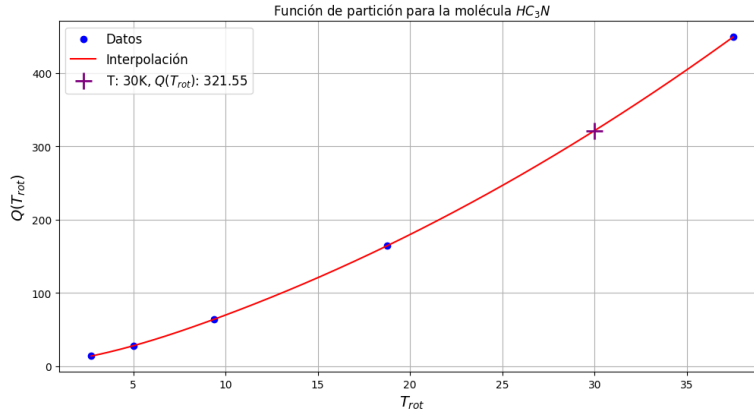


Figura 3.8: Interpolación para obtener la función de partición a $T_{rot} = 30K$

3.2.4. Cálculos de errores

Para calcular el error asociado a N_u , dado que la relación entre N_u y I_B es lineal, el error en N_u se puede expresar como:

$$\delta N_u = \frac{hc^3 A_{ul}}{8\pi k_B \nu^2} \cdot \delta I_B \quad (3.10)$$

Esto implica que el error en N_u , δN_u , es proporcional al error en I_B , multiplicado por el mismo factor constante que aparece en la ecuación original. De este modo, al conocer

δI_B , se puede obtener directamente δN_u .

Para determinar las densidades columnares totales (N_{mol}) y sus correspondientes errores (δN_{mol}), se emplearon las densidades de los estados superiores (N_u) junto con sus incertidumbres (δN_u), las temperaturas rotacionales (T_{rot}) y sus respectivos errores (δT_{rot}). El cálculo de la incertidumbre se realizó mediante propagación de errores, siguiendo la expresión:

$$\delta N_{\text{mol}} = N_{\text{mol}} \cdot \sqrt{\left(\frac{\delta N_u}{N_u}\right)^2 + \left(\frac{E_u}{k \cdot T_{\text{rot}}^2} \cdot \delta T_{\text{rot}}\right)^2}, \quad (3.11)$$

donde E_u representa la energía del nivel superior y k es la constante de Boltzmann. Los demás términos conservan su significado habitual en el contexto del modelo rotacional.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

La Tabla 3.7 presenta los resultados obtenidos de las densidades columnares y sus respectivas temperaturas rotacionales determinados usando el método LTE.

Molécula	IC342		NGC2903		NGC891		NGC6946	
	T_{rot}	N_{mol}	T_{rot}	N_{mol}	T_{rot}	N_{mol}	T_{rot}	N_{mol}
C_2H	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.78 \pm 0.73(16)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.51 \pm 0.95(15)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.73 \pm 0.58(15)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.47 \pm 0.31(16)$
CH_3CN	12.39 ± 3.04	$1.82 \pm 0.15(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$8.80 \pm 1.62(13)$	8.15 ± 0.47	$1.14 \pm 0.09(14)$	9.45 ± 0.18	$1.57 \pm 0.04(14)$
CH_3OH	13.45 ± 0.66	$5.22 \pm 0.14(14)$	121.10 ± 67.02	$8.18 \pm 0.27(15)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.14 \pm 0.73(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.89 \pm 0.68(14)$
HC_3N	18.90 ± 0.58	$2.78 \pm 0.06(15)$	15.61 ± 0.67	$8.33 \pm 0.10(14)$	23.65 ± 1.33	$6.13 \pm 0.14(13)$	15.29 ± 0.62	$1.60 \pm 0.03(15)$
$HNCO$	57.47 ± 6.33	$1.88 \pm 0.06(16)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.47 \pm 0.56(14)$	42.00 ± 10.70	$1.60 \pm 0.11(15)$	26.51 ± 2.48	$2.94 \pm 0.11(15)$
$c - C_3H_2$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.27 \pm 0.26(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.63 \pm 0.76(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$6.24 \pm 1.28(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.03 \pm 0.21(14)$
$H^{13}CN$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.60 \pm 0.76(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$5.77 \pm 1.24(12)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.00 \pm 0.22(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.08 \pm 0.43(13)$
SiO	100.00 ± 10.00	$2.69 \pm 0.12(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.48 \pm 0.31(12)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$6.62 \pm 1.39(12)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.08 \pm 0.46(13)$
HCN	$10.00 \pm 5.00^*$	$9.42 \pm 2.01(15)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.50 \pm 0.32(15)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$8.32 \pm 1.77(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$6.58 \pm 1.40(15)$
HCO^+	$10.00 \pm 5.00^*$	$5.33 \pm 1.15(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$6.95 \pm 1.49(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.15 \pm 0.89(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.79 \pm 0.81(14)$
HNC	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.50 \pm 0.98(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.35 \pm 0.95(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.84 \pm 0.84(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.47 \pm 0.54(14)$
N_2H^+	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.04 \pm 0.23(15)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.19 \pm 0.27(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$9.95 \pm 2.23(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$6.81 \pm 1.53(14)$
CS	$10.00 \pm 5.00^*$	$7.93 \pm 1.87(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.33 \pm 0.55(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.56 \pm 0.84(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.40 \pm 0.33(14)$
$C^{18}O$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.41 \pm 0.37(17)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.91 \pm 0.77(16)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.88 \pm 0.76(16)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.38 \pm 0.36(17)$
^{13}CO	5.81 ± 0.02	$1.65 \pm 0.01(17)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.29 \pm 0.34(17)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.66 \pm 0.44(17)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.52 \pm 1.20(17)$
CH_3CCH	$10.00 \pm 5.00^*$	$6.32 \pm 1.46(14)$	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.35 \pm 1.04(14)$
$C_5H?$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.16 \pm 0.21(13)$	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.68 \pm 0.36(12)$	---	---
SO_2	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.44 \pm 0.27(14)$	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.21 \pm 0.31(13)$
$H^{13}CO^+$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.99 \pm 0.63(13)$	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.15 \pm 0.68(13)$
SO	$10.00 \pm 5.00^*$	$7.26 \pm 1.73(13)$	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.20 \pm 0.76(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.09 \pm 0.74(13)$
H_2CS	$10.00 \pm 5.00^*$	$5.32 \pm 1.30(13)$	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.17 \pm 0.78(13)$
C_4H	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.88 \pm 0.35(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.79 \pm 0.36(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.55 \pm 1.15(13)$
$CCCN$	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$8.29 \pm 1.77(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$7.60 \pm 2.06(14)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.31 \pm 0.25(15)$
$CH_3CH_2CN?$	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.46 \pm 0.97(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.81 \pm 0.61(13)$	---	---
CH_3OCHO	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.37 \pm 0.52(15)$	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.41 \pm 0.36(15)$
$^{34}SO_2$	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$9.76 \pm 1.94(13)$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.64 \pm 0.31(14)$
$^{13}CH_3OH?$	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.74 \pm 0.40(14)$	---	---	---	---	---	---
^{13}CN	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.17 \pm 0.31(14)$	---	---	---	---	---	---
$HCCNC?$	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.00 \pm 0.23(17)$	---	---	---	---
HC_4N	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$3.00 \pm 0.67(13)$	---	---	---	---
$CH_3OCH_3?$	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$4.14 \pm 0.91(15)$	---	---
NH_2CN	---	---	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$5.76 \pm 1.13(12)$
CH_2CHCN	---	---	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$2.32 \pm 0.48(13)$
HCO	---	---	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.86 \pm 0.47(13)$
^{13}CS	---	---	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$5.03 \pm 1.13(13)$
$C^{34}S$	---	---	---	---	---	---	$10.00 \pm 5.00^*$	$1.85 \pm 0.43(13)$

Tabla 3.7: Temperaturas rotacionales y densidades columnares de las moléculas observadas, se utilizó una $T_{rot} = 10 \pm 5$ para aquellas moléculas que solo se detectó una transición. La expresión para N_{mol} , $a(b)$ representa $a \times 10^b$.

Los valores de las densidades columnares previamente calculados y presentados en la Tabla 4.1 se emplearon como punto de partida para llevar a cabo los cálculos mediante el modelo LVG. Este procedimiento se describe detalladamente en las secciones 3.2.2 y 3.2.2.2.

3.2 Estimación de las condiciones físicas del gas molecular.

Galaxias	T_{kin} (K)	Molécula	$\log n(H_2)$ (cm^{-3})	$\log N_{LVG}$ (cm^{-2})
IC342	18.9	HC_3N	5.26 ± 0.05	13.43 ± 0.04
			5.77 ± 0.01	12.83 ± 0.01
			7.15 ± 0.10	12.83 ± 0.01
	12.39	CH_3CN
57.47	$HNCO$	4.61 ± 0.02	14.07 ± 0.02	
NGC2903	15.61	HC_3N	4.65 ± 0.10	...
			6.15 ± 0.03	12.27 ± 0.05
	10.00	CH_3CN	4.48 ± 0.03	13.01 ± 0.02
	50.00	$HNCO$
NGC891	23.65	HC_3N	4.21 ± 0.03	13.60 ± 0.05
			5.75 ± 0.03	14.47 ± 0.02
	8.15	CH_3CN	5.87 ± 0.02	12.28 ± 0.01
	42.00	$HNCO$	4.51 ± 0.02	13.02 ± 0.01
NGC6946	15.29	HC_3N	4.99 ± 0.02	13.35 ± 0.07
	9.45	CH_3CN	9.05 ± 0.01	12.52 ± 0.01
			7.90 ± 0.10	12.53 ± 0.01
	26.51	$HNCO$	4.08 ± 0.02	13.80 ± 0.02

Tabla 3.8: Datos obtenidos mediante el modelo LVG para las moléculas con varias transiciones.

3. ESTIMACIÓN DE LAS CONDICIONES FÍSICAS DEL GAS.

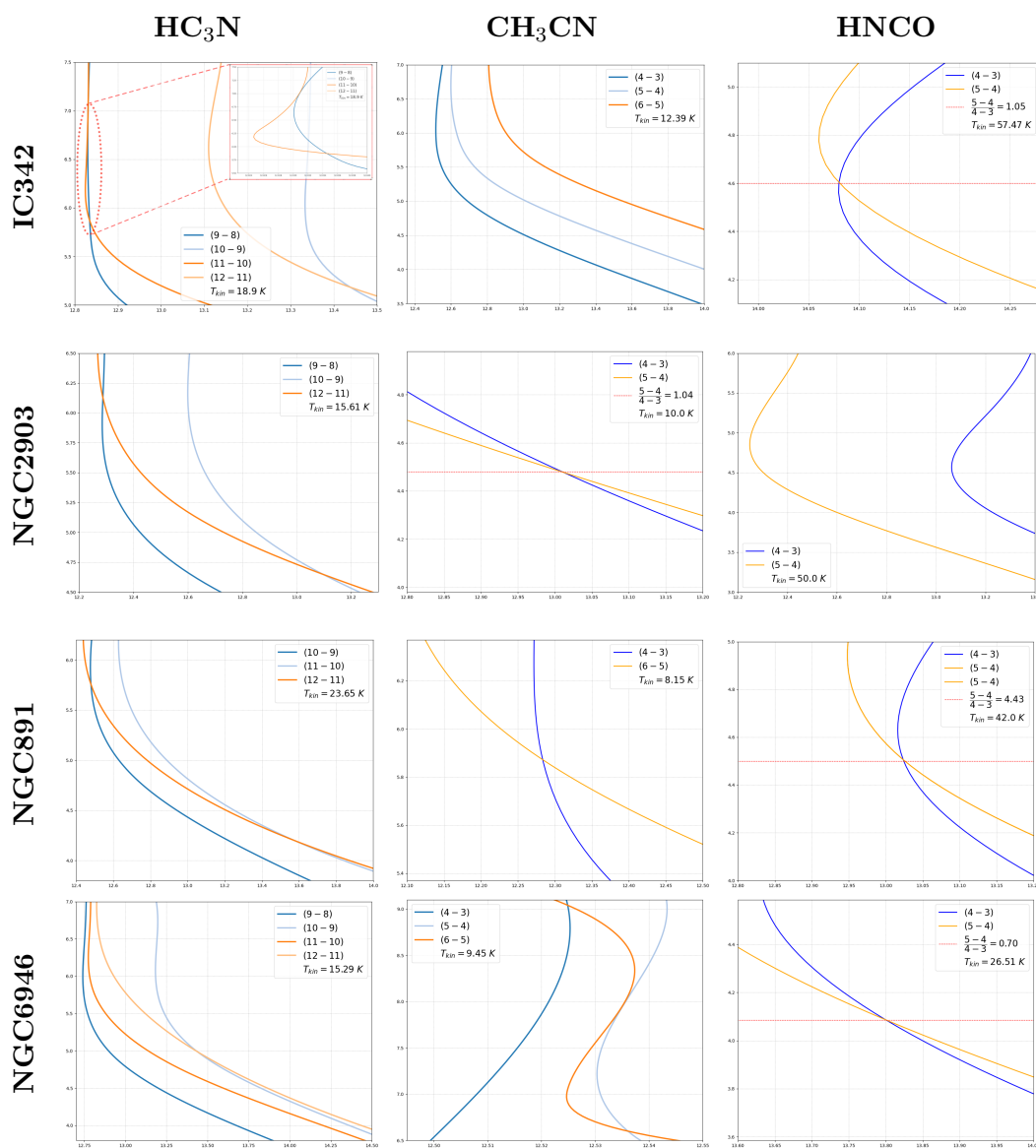


Figura 3.9: Datos obtenidos de las moléculas HC_3N , CH_3CN y $HNC0$ para la muestra de galaxias.

Como se muestra en la figura 3.9, en algunos de los diagramas correspondientes a moléculas con múltiples transiciones no fue posible obtener información suficiente para determinar la densidad volumétrica que caracteriza las regiones donde se localiza la propia molécula. En otros casos, se recurrió al cociente entre la transición de mayor intensidad y la de menor intensidad como aproximación.

Para el análisis de las abundancias que se presenta en el siguiente capítulo, se utilizarán

3.2 Estimación de las condiciones físicas del gas molecular.

las densidades de columna calculadas mediante el método LTE, ya que este se aplicó a todas las moléculas detectadas, manteniendo siempre en consideración los posibles errores asociados a dicho análisis.

Abundancias moleculares y su relación con el estado evolutivo del brote de formación estelar.

En el presente capítulo se llevará a cabo un análisis comparativo de las abundancias moleculares del gas denso en los núcleos de nuestra muestra de galaxias. Posteriormente, dichos resultados serán contrastados con los obtenidos por [Aladro et al. 2011](#), con el propósito de inferir el estado evolutivo de los brotes de formación estelar presentes en nuestra muestra.

4.1. Análisis de las abundancias moleculares

4.1.1. Moléculas trazadoras de gas molecular total.

- ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O : Estas moléculas permiten rastrear el gas molecular frío, que constituye el principal componente de las regiones donde se forman nuevas estrellas. El ^{12}CO es el isotópulo más abundante de la molécula de CO y sus líneas de emisión son muy intensas, lo que facilita el mapeo de la distribución general del gas molecular en las galaxias. Sin embargo, debido a que estas líneas suelen ser ópticamente gruesas, pueden saturarse y no reflejar con precisión la cantidad total de gas presente. Por este motivo, se utilizan isótopos menos abundantes como el ^{13}CO y el C^{18}O , cuyas líneas de emisión son ópticamente más delgadas. Esto permite obtener estimaciones más precisas de la masa y la densidad del gas molecular, además de facilitar el estudio de las condiciones físicas en las regiones más profundas y densas de las nubes moleculares.

Las emisiones de C^{18}O , ópticamente delgadas incluso en núcleos galácticos, sondan regiones densas ($n_{\text{H}_2} > 10^4 \text{ cm}^{-3}$) con temperaturas de $\sim 5 \text{ K}$. Permite

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

cuantificar la masa molecular fría no contaminada por efectos de saturación, siendo crucial para calibrar factores de conversión $CO - H_2$.

4.1.2. Moléculas trazadoras de gas denso.

- **HCN , HCO^+ , $H^{13}CN$ y $H^{13}CO^+$** : El HCN es un trazador de gas molecular denso, ya que debido a su densidad crítica ($> 10^4 \text{ cm}^{-3}$) traza densidades de ese orden y, por tanto, su presencia indica regiones donde la formación estelar puede estar ocurriendo. Por su parte, HCO^+ se forma en ambientes donde existe una fracción pequeña de gas ionizado, por lo que es sensible tanto a la densidad como a la presencia de radiación ionizante, o de rayos cósmicos (Nakajima et al., 2018).

Las especies isotópicas $H^{13}CN$ y $H^{13}CO^+$, al ser menos abundantes que sus contrapartes principales, presentan líneas espectrales ópticamente delgadas. Esto es especialmente útil para obtener medidas precisas de columnas de densidad y abundancias moleculares en el gas denso, ya que no sufren los efectos de saturación que pueden afectar a las líneas principales.

- **CS , $C^{34}S$** : El monosulfuro de carbono (CS) constituye un trazador de gas molecular denso en condiciones térmicas estables, particularmente en regiones interestelares con temperaturas rotacionales bajas ($\sim 7-13K$). Su detección en múltiples transiciones rotacionales refleja su capacidad para caracterizar la estructura térmica y dinámica de nubes moleculares en escalas espaciales diversas, desde núcleos compactos hasta regiones extendidas. La consistencia en las temperaturas derivadas de diferentes líneas sugiere que esta molécula traza ambientes con gradientes de densidad moderados, donde procesos de excitación colisional mantienen una distribución poblacional equilibrada entre niveles energéticos.

La presencia de su isotópologo $C^{34}S$ permite inferir variaciones en la opacidad óptica y la distribución espacial del gas trazado por esta molécula, revelando estructuras subyacentes en discos circum-nucleares y anillos con brotes de formación estelar. La química del CS está intrínsecamente ligada a la evolución del azufre interestelar, formándose predominantemente en reacciones en fase gaseosa que involucran especies moleculares en ambientes parcialmente protegidos de fotodisociación.

- **CH_3CCH y HC_3N** : El CH_3CCH es un trazador de gas molecular denso y cálido en entornos interestelares. Su baja abundancia relativa en núcleos galácticos activos (AGN), en comparación con galaxias dominadas por brotes estelares, sugiere que es destruido por la radiación ultravioleta dura (FUV) y de rayos X (XDR), que promueven su disociación. Esta característica la convierte en un indicador de regiones parcialmente protegidas de la ionización intensa, como zonas cercanas a procesos de formación estelar, siendo considerado por tanto, un típico trazador de la región PDR asociada con la formación estelar reciente.

Su síntesis podría involucrar reacciones en fase gaseosa a altas temperaturas, así

como procesos en superficies de granos, como la hidrogenación de $c\text{-C}_3\text{H}_2$, seguida de la liberación al medio interestelar. Su temperatura rotacional elevada (~ 40 K) refleja su termalización en ambientes turbulentos o calentados por mecanismos asociados a brotes estelares, lo que respalda su uso como diagnóstico diferencial entre AGN y regiones de formación estelar.

El HC_3N es un trazador de gas molecular expuesto a condiciones extremas de temperatura y radiación, con una química vinculada a zonas de alta energía. A diferencia de CH_3CCH , muestra una abundancia relativa mayor en núcleos galácticos activos. Esta discrepancia sugiere rutas de formación alternativas: mientras que en starbursts su producción se ve limitada por la radiación UV, en AGN podría favorecerse en cavidades parcialmente protegidas de rayos X, donde persisten reacciones en fase gaseosa a temperaturas elevadas. Sin embargo, la ausencia de trazadores de PDR podría indicar que la presencia del HC_3N ocurren principalmente en zonas donde los efectos de la radiación ultravioleta no son predominantes. Su resistencia a la disociación en entornos de XDR, junto con su formación eficiente mediante reacciones térmicas, lo posiciona como un marcador de procesos energéticos asociados a acreción o retroalimentación nuclear.

La presencia de HC_3N también está vinculada a etapas avanzadas de evolución química en nubes moleculares. En “hot cores”, donde jóvenes estrellas masivas calientan el gas circundante, el HC_3N coexiste con otras moléculas complejas, actuando como indicador de la madurez química del entorno. La *madurez química* se refiere al grado de evolución temporal alcanzado en el desarrollo de la red química molecular, específicamente indicando el tiempo transcurrido desde que comenzó la actividad química intensa tras la evaporación de mantos helados de granos de polvo (típicamente $10^4\text{--}10^5$ años después del evento de calentamiento inicial). Esta madurez se caracteriza por altas abundancias de moléculas orgánicas complejas y un equilibrio dinámico entre procesos de formación y destrucción molecular. Sin embargo, su abundancia relativa puede disminuir en regiones muy evolucionadas (más de 10^5 años), donde la radiación ionizante y los choques mecánicos destruyen gradualmente las cadenas carbonadas. Esta dualidad permite utilizar al HC_3N tanto para identificar fases tempranas de actividad química, caracterizadas por alta abundancia de especies carbonadas, como para estudiar procesos de destrucción molecular en ambientes extremos, estableciendo así una cronología evolutiva de la química interestelar.

- $c\text{-C}_3\text{H}_2$, C_2H : Las moléculas $c\text{-C}_3\text{H}_2$ y C_2H son fundamentales para estudiar procesos químicos en ambientes interestelares expuestos a radiación ultravioleta (UV). Su detección y análisis proporcionan información crítica sobre la interacción entre la radiación estelar y el gas molecular, revelando mecanismos de formación y destrucción de especies en regiones fotoquímicamente activas.

La presencia de $c\text{-C}_3\text{H}_2$ y C_2H está íntimamente ligada a entornos donde la radiación UV penetra el medio interestelar, induciendo la fotodisociación de moléculas más complejas. En estas zonas, conocidas como regiones fotodisociadas (PDRs),

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

la radiación de estrellas masivas descompone hidrocarburos y libera átomos de carbono que posteriormente participan en reacciones de formación de moléculas pequeñas. Ambas especies son productos característicos de esta química impulsada por fotones, donde la disponibilidad de carbono atómico y la presencia de iones favorecen su síntesis a través de reacciones en fase gaseosa.

- ***HNC***: El isómero *HNC* desempeña un papel único en el estudio del medio interestelar, particularmente en regiones frías y densas donde los procesos químicos están dominados por condiciones de baja temperatura. A diferencia de su isómero más estable, el *HCN*, cuya abundancia predomina en ambientes cálidos (70–100 K), el *HNC* se convierte en un trazador sensible de gas molecular en fases tempranas de formación estelar, donde las temperaturas son lo suficientemente bajas como para inhibir su isomerización térmica a *HCN*. Esta característica lo posiciona como un indicador clave de núcleos preestelares y zonas poco perturbadas por calentamiento externo.

La formación de *HNC* está íntimamente ligada a reacciones químicas en fase gaseosa que ocurren a temperaturas cercanas a los 10–50 K. En estas condiciones, reacciones ion-neutro y procesos de recombinación dissociativa favorecen la producción de *HNC* sobre *HCN*, especialmente en regiones donde la densidad del gas permite colisiones frecuentes pero no suficientes para activar mecanismos térmicos que alteren el equilibrio entre ambos isómeros. Además, la presencia de *HNC* se asocia a zonas escasamente irradiadas por fotones ultravioleta, ya que su fotodisociación es menos eficiente que la del *HCN* en entornos expuestos a radiación intensa.

Además de su relevancia como trazador térmico, el *HNC* participa en redes químicas que dan lugar a moléculas orgánicas complejas. Su interacción con radicales como el *CN* y el *C₂H* puede conducir a la formación de cadenas carbonadas y especies prebióticas, actuando como precursor en rutas de síntesis molecular que podrían ser fundamentales para entender el origen de la química prebiótica en el universo.

- ***CH₃OH*, *SO*, *HNCO* y *CH₃CN***: Trazadoras clave para estudiar procesos físico-químicos en el medio interestelar, ofrecen información única sobre mecanismos como la química en superficies de granos, perturbaciones dinámicas y actividad térmica. Cada una de estas especies revela aspectos específicos de la evolución molecular en ambientes sujetos a diferentes condiciones energéticas y dinámicas.

La presencia de *CH₃OH* en su fase gaseosa está relacionada con procesos de desorción de granos de polvo inducidos por choques rápidos. En estos eventos violentos, su abundancia puede elevarse significativamente, observándose incrementos que alcanzan factores del orden de 400 veces en comparación con las regiones no perturbadas. Esto no solo indica claramente la ocurrencia de choques recientes y activos, sino que además desencadena vías químicas que modifican

sustancialmente la composición del gas, dando lugar a una química radicalmente diferente a la que predomina en ambientes moleculares más tranquilos (Bachiller and Pérez Gutiérrez, 1997).

La molécula SO , al igual que otras moléculas sulfuradas tales como SO_2 y OCS , muestra incrementos sustanciales en ambientes impactados por choques, siendo particularmente sensible a la evolución química posterior al evento perturbador inicial. La variación relativa en la abundancia de estas moléculas refleja una secuencia química que evoluciona con el tiempo, donde las moléculas de azufre se enriquecen progresivamente conforme aumenta la edad del frente de choque. Esta propiedad hace que SO y sus derivados sean marcadores efectivos no solo de la existencia de regiones de choque, sino también de la dinámica temporal involucrada en estos procesos. En particular, diferencias observadas en los cocientes de abundancia de SO y otras moléculas de azufre entre distintas posiciones en las regiones de choque sugieren variaciones significativas en el tiempo transcurrido desde que el evento inicial perturbó el medio (Bachiller and Pérez Gutiérrez, 1997).

$HNCO$ se asocia a regiones donde el gas ha sido perturbado por choques más lentos, como los producidos por choques de nubes moleculares. En estos entornos, la interacción de las ondas de choque con los granos de polvo provoca la erosión de los mantos helados que recubren dichos granos, liberando al medio gaseoso moléculas que se han formado o acumulado en la superficie de los mismos. Este mecanismo de eyección es fundamental para explicar las elevadas abundancias de $HNCO$ observadas en regiones de choque, ya que permite que especies químicas que no se formarían eficientemente en fase gaseosa a temperaturas moderadas pasen a formar parte del gas interestelar. Además, la elevada temperatura que caracteriza a los choques facilita que determinadas reacciones químicas, normalmente ineficientes a bajas temperaturas, contribuyan a la formación adicional de $HNCO$ en el gas. En comparación con otras especies moleculares, $HNCO$ se considera un trazador sensible a choques de intensidad moderada, ya que su abundancia tiende a disminuir en choques extremadamente energéticos, donde otras moléculas como el SiO se vuelven predominantes (Rodríguez-Fernández et al., 2010).

El CH_3CN destaca como trazador de gas denso y termalizado. Sus múltiples transiciones rotacionales permiten derivar mapas detallados de temperatura cinética mediante análisis de poblaciones de niveles de energía, siendo particularmente útil en núcleos moleculares calientes y discos protoplanetarios. Su formación requiere condiciones de alta densidad y temperaturas moderadas, donde reacciones de adición de metilo a cianuro pueden prosperar. Además, su estabilidad frente a la fotodisociación lo convierte en un indicador fiable de regiones parcialmente expuestas a radiación ultravioleta, pero aún lo suficientemente densas como para preservar moléculas complejas.

- **SiO** : Permite estudiar los procesos dinámicos violentos en el medio interestelar,

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

particularmente aquellos asociados a la interacción de ondas de choque con el material circundante. Su formación está íntimamente ligada a la liberación de silicio desde los granos de polvo interestelar, un mecanismo que requiere energías elevadas y que solo ocurre en condiciones extremas, como las generadas por choques supersónicos. Estas perturbaciones, ya sean producto de flujos estelares bipolares, colisiones entre nubes moleculares o remanentes de supernovas, destruyen la estructura de los granos, liberando átomos de silicio al gas, los cuales reaccionan rápidamente con oxígeno para formar SiO. Esta dependencia de eventos energéticos convierte al SiO en un trazador único de regiones sometidas a perturbaciones mecánicas recientes.

El SiO es un indicador de la destrucción de granos de polvo, ya que el silicio suele estar mayoritariamente bloqueado en su interior en condiciones interestelares típicas. En ambientes no perturbados, es prácticamente indetectable, pero en zonas afectadas por choques, su abundancia aumenta drásticamente debido a la erosión por impacto de partículas energéticas y vaporización térmica de los silicatos presentes en los granos. Este proceso no solo enriquece el gas con silicio atómico, sino que también activa una red de reacciones químicas que favorecen la formación de moléculas como SiO, las cuales persisten mientras las condiciones de alta energía se mantengan.

- N_2H^+ : El ion diazenilio (N_2H^+) es una molécula útil para estudiar las fases más frías y densas del gas molecular en el medio interestelar, particularmente en regiones donde la química está dominada por condiciones extremas de baja temperatura y alta densidad. A diferencia de otros trazadores moleculares comunes, como el CO, que se disocian o se adsorben en la superficie de granos de polvo en ambientes densos, el N_2H^+ se forma y persiste en estas condiciones, actuando como un indicador único de gas protegido de procesos de fotodisociación. Esta resistencia lo convierte en un trazador privilegiado de núcleos moleculares oscuros y etapas tempranas en la evolución de las nubes interestelares.

La formación de N_2H^+ está íntimamente ligada a la depleción de CO en el gas. En ambientes donde las temperaturas son lo suficientemente bajas ($T \lesssim 20$ K), el CO se congela en la superficie de los granos de polvo, liberando átomos de carbono que reaccionan con nitrógeno molecular (N_2) para producir N_2H^+ a través de reacciones ion-neutro. Este mecanismo lo asocia específicamente a regiones de gas frío y denso ($n \gtrsim 10^4$ cm⁻³), donde los procesos de formación estelar aún no han comenzado o se encuentran en fases incipientes. Por esta razón, su detección se utiliza para identificar núcleos preestelares y zonas de colapso gravitacional inicial, donde la química interestelar no ha sido alterada por la radiación de estrellas jóvenes.

Además de su sensibilidad a la densidad, el N_2H^+ es un trazador fiable de regiones escasamente irradiadas por fotones ultravioleta. Su estructura molecular y su energía de disociación relativamente alta le permiten sobrevivir en ambientes donde otras especies son destruidas, actuando como un marcador de zonas pro-

fundas dentro de nubes moleculares, protegidas por capas externas de gas y polvo. Esta característica lo hace especialmente útil para estudiar la estructura interna de las nubes, revelando la distribución de gas que aún no ha sido influenciado por la formación estelar activa.

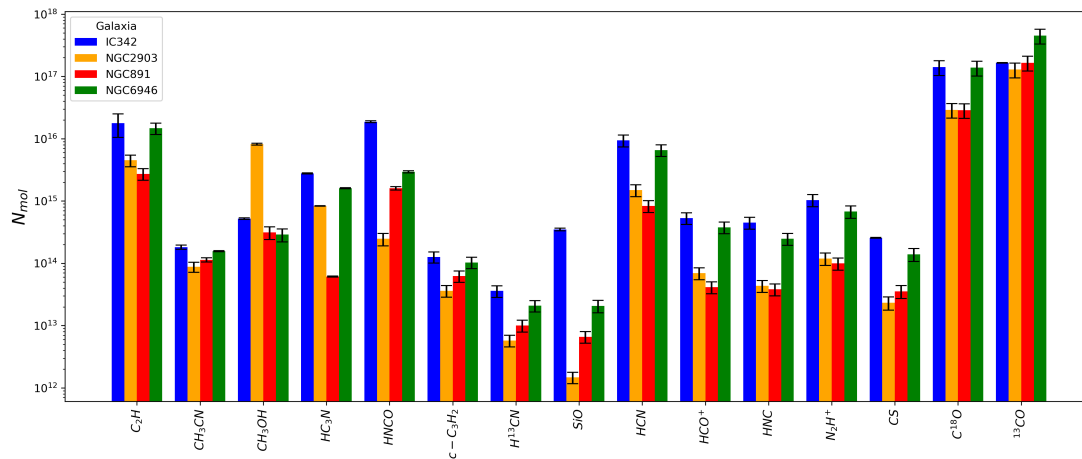
La abundancia relativa de N_2H^+ también proporciona información sobre los tiempos evolutivos del gas molecular. En fases tempranas, cuando las nubes están en proceso de contracción y el CO no ha sido totalmente removido de la fase gaseosa, el N_2H^+ coexiste con trazas de otras moléculas. Sin embargo, a medida que el colapso progresa y la densidad aumenta, su abundancia se maximiza, señalando la transición hacia núcleos densos aislados químicamente. Posteriormente, en fases avanzadas dominadas por formación estelar, la radiación y los choques termales destruyen gradualmente el N_2H^+ , reduciendo su presencia en el gas.

Para el análisis de las abundancias presentado en el siguiente capítulo, se utilizarán las densidades de columna calculadas mediante el método LTE, ya que este se aplicó a todas las moléculas detectadas, manteniendo siempre en consideración los posibles errores derivados de dicho análisis.

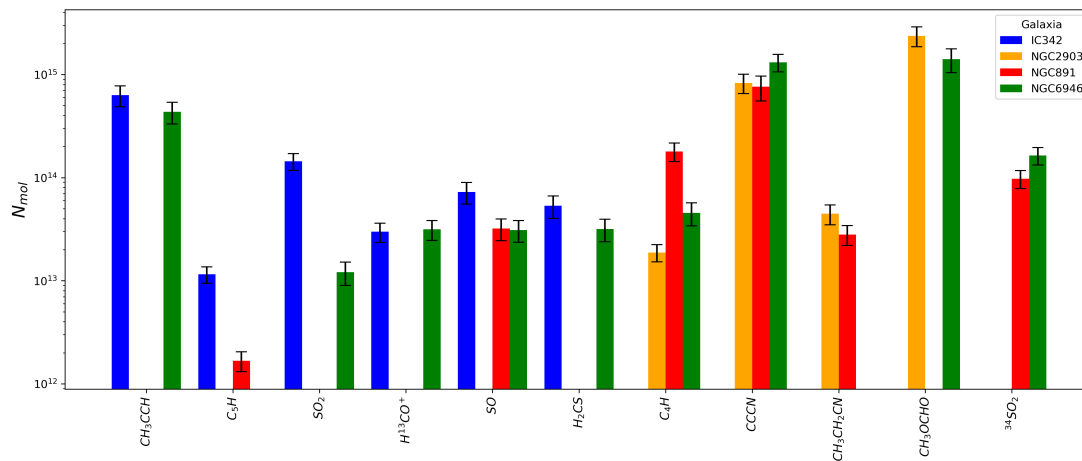
4.2. Análisis de abundancias con el método LTE.

En la figura 4.1 se muestra un histograma comparativo de las abundancias moleculares por cm^2 listado en la tabla 3.7, calculados utilizando el método LTE en la sección 3.2.3. En las siguientes subsecciones se analizó la Figura mostrando las diferencias y similitudes de las abundancias en las 4 galaxias.

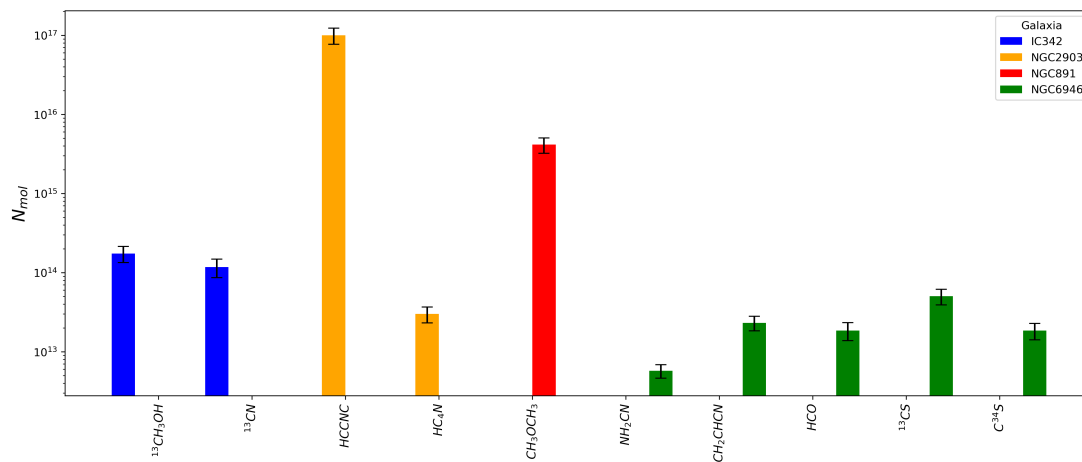
4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.



(a) Densidades columnares de moléculas comunes en todas las galaxias.



(b) Densidades columnares de moléculas comunes entre algunas galaxias.



(c) Densidades columnares de moléculas únicas para cada galaxia.

Figura 4.1: Histograma comparativo de la muestra de galaxias. El color azul representa a IC342, el amarillo a NGC2903, el rojo a NGC891 y el verde a NGC6946.

Al ser abundancias/cm² y no depender de las distancias a las que se encuentra la galaxia, su comparativa nos permite contrastar que moléculas son más o menos abundantes en una y otra galaxia y así diferenciar químicamente cada una de ellas.

Las moléculas ¹³CO y C¹⁸O son dominantes en NGC6946, mientras que las demás galaxias analizadas presentan abundancias similares. No obstante, IC342 muestra también una elevada abundancia de C¹⁸O, lo que podría indicar que el ¹³CO es ópticamente grueso. Esta galaxia posee, además, la mayor abundancia de gas denso, como indican claramente los valores de otras moléculas densas como CS, HCN, HCO⁺ y HNC, seguida en abundancia por NGC6946. En contraste, NGC891 muestra la menor abundancia de gas denso, reflejada en sus bajos contenidos de estas moléculas, seguida por NGC2903.

Respecto a los trazadores de choque (HNCO, SiO y SO), IC342 y NGC 6946 destacan por sus elevadas abundancias, mientras que NGC 2903 presenta los valores más bajos. Sin embargo, el otro trazador de choques, CH₃OH, muestra su máxima abundancia precisamente en esta última galaxia.

La molécula CH₃CCH solo es detectada en IC342 y NGC6946, con valores similares dentro de los errores y densidades de columna superiores a $4 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$, comparables con estudios previos de Aladro et al. (2011), Aladro et al. (2015) y Nakajima et al. (2018) para galaxias del mismo tipo. Además, CH₃CCH es más abundante en regiones altamente activas de formación estelar, con valores típicos de $N_{\text{CH}_3\text{CCH}} \sim 10^{14} - 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ (Churchwell and Hollis, 1983; Miettinen et al., 2006), mientras que en nubes oscuras, donde la formación estelar está iniciando o está ausente, los valores son del orden de 10^{13} cm^{-2} . Por lo tanto, las abundancias observadas en NGC6946 e IC342 coinciden con regiones de formación estelar masiva, mientras que los valores menores de NGC891 y NGC2903 ($\sim 10^{13} \text{ cm}^{-2}$) se asemejan más a los de nubes oscuras o nubes que aun están empezando el proceso de formación estelar. Aladro et al. (2015) sugirió que CH₃CCH podría estar sobreabundante en galaxias starburst, y Aladro et al. (2011) propuso que valores superiores a 10^{14} cm^{-2} podrían asociarse a las fases II y III de evolución estelar, considerándose un trazador de PDR.

La molécula C₂H, otro trazador típico de PDR, presenta frecuentemente una distribución similar a CH₃CCH (Meier et al., 2015). En este estudio, IC342 y NGC6946 presentan abundancias alrededor de 10^{16} cm^{-2} , comparables con valores observados en galaxias starburst por Aladro et al. (2015). Por el contrario, NGC891 y NGC2903 tienen abundancias un orden de magnitud menores, indicando una contribución inferior de la formación estelar masiva en sus regiones nucleares.

Como se discutió en la sección 4.1.2, los trazadores de choque como HNCO, SiO y SO indican regiones donde choques destruyen granos de polvo, liberando moléculas al medio. Estas moléculas son fácilmente destruidas por fotodisociación en regiones con fuertes campos UV (como PDR). En este trabajo, solo se analiza HNCO, ya que la línea de SiO está mezclada con H¹³CO⁺, dificultando un análisis confiable en espectros de baja resolución.

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

La abundancia de $HNCO$ es mayor en IC342, seguida de NGC6946 y NGC891, mientras que NGC2903 presenta una abundancia dos órdenes de magnitud inferior a IC342. Según [Martín et al. \(2009\)](#), $HNCO$ es un excelente indicador de la evolución del brote estelar, basado en la comparación de las razones $HNCO/CS$ entre regiones de choques y PDR. En nuestros objetos, los valores de $\log(HNCO/CS)$ son 2.32, 1.03, 1.65 y 2.32 para IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 respectivamente.

El CS, como se menciona en la sección correspondiente, es un trazador habitual de gas denso con densidades críticas superiores a $n_{H_2} > 10^{4.5} \text{ cm}^{-3}$. La razón de abundancia $CS/C^{18}O$ es relativamente estable durante la formación estelar, siendo elevada en choques y PDR ([Sternberg and Dalgarno, 1995](#)). En esta muestra, esta razón es prácticamente constante con valores de 0.004, 0.0009, 0.001 y 0.001 para IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 respectivamente, indicando una relación estable entre gas denso y total. Por su parte, la razón $HNCO/CS$ es: 237, 10.6, 44.9 y 21, para las mismas galaxias, mostrando una alta sensibilidad al entorno físico y estado evolutivo del brote estelar. Un valor alto podría indicar un estadio de reciente actividad dinámica o choques intensos, mientras que valores más bajos serían compatibles con fases más evolucionadas, donde el gas ha sido procesado y predomina la radiación UV sobre los procesos de choque.

Respecto a la molécula $C^{34}S$, detectada en pocos objetos debido a su baja abundancia relativa, observamos únicamente en NGC6946 una razón de abundancia $N_{C^{34}S}/N_{C^{32}S} \sim 0.12$, consistente con estudios anteriores de [Martín et al. \(2009\)](#). Este valor se ajusta a la propuesta de [Aladro et al. \(2011\)](#), donde altas razones de abundancia se asocian con fases tempranas del brote estelar, disminuyendo progresivamente hacia etapas más evolucionadas, aunque en IC342, NGC891 y NGC2903 no se detectó la presencia de esta molécula.

[Aladro et al. \(2011\)](#) clasificó a Maffei 2, IC342, NGC253 y M82 en una secuencia evolutiva del brote de formación estelar: Maffei 2 en una fase prebrote, IC342 en la fase inicial, NGC253 en el pico y M82 en la fase PDR final. Según este esquema, la razón $N_{C^{34}S}/N_{C^{32}S}$ es más elevada en fases iniciales y decrece conforme avanza la evolución del brote. Nuestras observaciones solo detectan esta razón en NGC6946 con un valor aproximado de 0.12, coherente con [Martín et al. \(2009\)](#), sin detecciones en IC342, NGC891 y NGC2903.

CH_3OH es la molécula más abundante después del H_2O en hielos interestelares ([Allamandola et al., 1992](#)). Su presencia en fase gaseosa se atribuye a evaporación o destrucción por choques lentos de los mantos de hielo en los granos de polvo (e.g., [Millar \(1993\)](#)), incrementándose en regiones chocadas o núcleos cálidos (cores calientes). Sin embargo, esta molécula es fácilmente destruida por fotodisociación ultravioleta en regiones PDR ([Hartquist et al., 1995](#)), por lo que se espera alta abundancia en zonas protegidas de radiación UV características del inicio del brote estelar. Contrariamente a lo observado en las abundancias de $HNCO$, SiO y SO , la galaxia con la mayor abundancia de CH_3OH es NGC 2903. Este resultado contradice también lo encontrado por [Aladro et al. \(2015\)](#) y [Nakajima et al. \(2018\)](#), quienes encuentran emisión de CH_3OH

en todas las galaxias emisoras de HNCO.

N_2H^+ es un típico trazador de gas frío con densidades superiores a $n_{H_2} > 10^4 \text{ cm}^{-3}$ (Bergin et al., 2002). Según simulaciones de Priestley et al. (2023), esta molécula desaparece en fase de gas difuso al reaccionar con CO para formar HCO^+ y N_2 en choques calientes. Por tanto, se considera un indicador temprano de formación estelar, presentando en nuestra muestra una distribución muy similar a la de HNC y HCO^+ . En nuestra muestra, las razones de NH_2^+ con respecto a $C^{18}O$ —es decir, frente al gas molecular total— son de 0.02, 0.004, 0.003 y 0.005 para IC 342, NGC 2903, NGC 891 y NGC 6946, respectivamente. Estos valores son compatibles, dentro de los márgenes de error, con los encontrados por Aladro et al. (2015) y Nakajima et al. (2018) para sus muestras de galaxias *starburst*.

IC342 destaca por su diversidad isotópica, particularmente evidente en $^{13}CH_3OH$ y ^{13}CN . Esta galaxia también muestra indicios importantes de núcleos preestelares y gas muy frío protegidos de la fotodisociación, evidenciados por la abundante presencia de N_2H^+ . La coexistencia de moléculas sensibles a procesos fotoquímicos como $c-C_3H_2$ y C_2H confirma una diversidad de ambientes, desde zonas irradiadas por radiación UV hasta regiones protegidas, favoreciendo estudios sobre evolución química dinámica. y mostrando las características asociadas a la fase II del brote de formación estelar (?).

En contraste, NGC2903 presenta peculiaridades químicas distintivas relacionadas con eventos intensos de choque recientes e inicio de actividad estelar notable, reflejada en la elevada temperatura rotacional del CH_3OH (121 K) típicas de "Hot Cores". Destacan moléculas complejas como CH_3OCHO con abundancias elevadas, evidenciando entornos térmicos favorables para la síntesis de moléculas prebióticas. La extraordinaria abundancia de HC_3N sugiere entornos térmicamente aislados. Esto, junto con la ausencia de trazadores típicos de regiones fotodisociadas (PDR), como CH_2CCH o las líneas de recombinación del hidrógeno, podría indicar que NGC 2903 se encuentra en una fase temprana del brote de formación estelar (fase I; ?).

NGC891 muestra signos de una evolución química intermedia, que se reflejan en la detección de especies moleculares complejas como CH_3OCH_3 , CH_3OCHO y SO_2 , asociadas a regiones donde el material ha tenido tiempo suficiente para desarrollar una química más rica y variada, típica de entornos avanzados o núcleos calientes. La presencia en cantidades moderadas de moléculas como C_2H y $c-C_3H_2$ indica que el ambiente no está dominado por una radiación intensa que destruya estas especies, pero sí existe suficiente luz para que se mantengan activas ciertas reacciones químicas en el gas. La ausencia de CH_3CCH y de líneas de recombinación, junto con la presencia de una química típica de *hot cores* y de trazadores característicos de choques, como HNCO, SiO o SO, así como las razones elevadas de gas frío y protegido indicadas por NH_2^+ , podrían señalar que esta galaxia se encuentra también en la fase I del brote de formación estelar.

Por último, NGC6946 destaca por su intensa actividad química asociada a eventos moderados de choque, evidenciada especialmente en la abundante presencia de especies azufradas como SO, SO_2 , $C^{34}S$ y $^{34}SO_2$. Esta galaxia también es única en términos

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

isotópicos, permitiendo observaciones detalladas en condiciones ópticamente delgadas gracias a la presencia de moléculas como ^{13}CS y $H^{13}CO^+$. Esta galaxia, junto con IC 342, presenta altas abundancias de trazadores de regiones fotodisociadas (PDR), como CH_3CCH , C_2H y líneas de recombinación del hidrógeno, así como elevadas abundancias de gas denso, aunque su química parece ser más compleja. Esto, junto con la presencia y las altas abundancias de trazadores de choques como $HNCO$, es compatible con una fase II del brote de formación estelar, algo menos evolucionada que en el caso de IC 342, donde aún es detectable la química característica de la fase *hot core*.

4.3. Estado evolutivo del brote en IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 usando el método dado en Aladro y colaboradores en el 2011.

De acuerdo con las interpretaciones realizadas en [Aladro et al. \(2011\)](#), el estado evolutivo del brote se refleja en la estructura del gas denso:

Etapa temprana (ej. Maffei 2): Dominadas por choques, presentan nubes moleculares con estructura relativamente uniforme, baja fragmentación y un solo componente denso principal. NGC891 podría compartir ciertos rasgos con esta etapa, aunque los datos indican la presencia de gradientes.

Etapa intermedia (ej. NGC253, IC342): Se observa un fuerte contraste de densidad (hasta dos órdenes de magnitud) entre halos y núcleos densos. Los resultados para IC342 y NGC2903 muestran precisamente esta estructura, evidenciada por los múltiples componentes de densidad y la coexistencia de distintas temperaturas rotacionales. Esto apunta a una fase de formación estelar activa pero aún con suficiente gas disponible y sin un agotamiento extremo del reservorio molecular.

Etapa avanzada o post-starburst (ej. M82): El gas denso se fragmenta, el contenido molecular disminuye, y predominan las regiones irradiadas por UV (PDRs), con una disminución notable en las abundancias de moléculas complejas y un aumento relativo en especies resistentes a la fotodisociación. En NGC6946 podría estar más cerca de este estado, dado que muestra indicios de altas temperaturas y posibles efectos de retroalimentación intensa, aunque todavía conserva abundancias moleculares relevantes.

El análisis del estado evolutivo de los brotes estelares de IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 se realizó siguiendo la metodología explicada en los párrafos anteriores, la cual combina el análisis de múltiples transiciones moleculares bajo el marco de los modelos LTE y LVG para inferir la estructura física y química de las nubes moleculares en galaxias starburst.

Para ello, se analizaron las transiciones múltiples de moléculas trazadoras como HC_3N , CH_3CN y $HNCO$ para determinar las temperaturas rotacionales (T_{rot}) y densidades columnares (N_{mol}) bajo LTE, así como las densidades (n_{H_2}) y temperaturas cinéticas

4.3 Estado evolutivo del brote en IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 usando el método dado en Aladro y colaboradores en el 2011.

(T_{kin}) usando modelos LVG.

De los resultados, se observa para las cuatro galaxias una clara evidencia de gradientes de densidad, lo cual es consistente con la presencia de múltiples componentes en las nubes moleculares: halos más difusos ($n_{H_2} \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$), regiones intermedias ($n_{H_2} \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$) y núcleos densos ($n_{H_2} \sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$), aunque la presencia relativa de cada uno varía entre galaxias.

- **IC342:** En IC 342, los resultados obtenidos bajo la aproximación LTE (ver Tabla 3.7) muestran que las temperaturas rotacionales (T_{rot}) para la mayoría de las moléculas oscilan entre 10 y 20 K, con excepciones notables como *HNC*O (57.5 ± 6.3 K), lo que indica la presencia de gas sometido a diferentes condiciones físicas. Las densidades columnares (N_{mol}) abarcan varios órdenes de magnitud, desde $1.27 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ para $c - C_3H_2$ hasta $1.41 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ para $C^{18}O$. Este amplio rango sugiere que en el núcleo de IC342 coexisten componentes de gas denso y regiones más difusas.

El modelo LVG (Tabla 3.8) refuerza este escenario. Para *HC*₃*N* se identifican múltiples componentes con densidades volumétricas de $n(H_2)$ desde $10^{5.26}$ hasta $10^{7.15} \text{ cm}^{-3}$ y columnas asociadas entre $10^{12.83}$ y $10^{13.43} \text{ cm}^{-2}$. El hecho de que se requieran tres componentes para ajustar las líneas indica un gradiente de densidad muy pronunciado, consistente con la estructura interna de nubes con halos, regiones intermedias y núcleos compactos. *HNC*O también presenta alta densidad ($n(H_2) \approx 10^{4.61} \text{ cm}^{-3}$, $N_{LVG} \approx 10^{14.07} \text{ cm}^{-2}$), lo que la sitúa como un trazador del gas más denso y posiblemente afectado por choques.

La presencia simultánea de moléculas con altos y bajos T_{rot} y la necesidad de modelos LVG con múltiples componentes colocan a IC342 como un ejemplo típico de brote estelar en fase intermedia, donde los procesos de choque, la retroalimentación estelar y la conservación de grandes reservorios de gas denso permiten una estructura molecular compleja, en concordancia con lo reportado por Aladro et al. (2011).

- **NGC2903:** El análisis de los resultados LTE y LVG sugiere una estructura análoga a IC342. Los valores de T_{rot} se mantienen en torno a 10 K para la mayoría de las moléculas, aunque con un caso excepcional para *CH*₃*OH* (121.1 ± 67.0 K), que apunta a la existencia de componentes calientes, probablemente asociados a regiones de alta actividad estelar o choques locales (ver Tabla 3.7). Las densidades columnares muestran variación de más de dos órdenes de magnitud, desde $3.63 \times 10^{13} \text{ cm}^{-2}$ para $c - C_3H_2$ hasta $1.29 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ para ^{13}CO .

En el análisis LVG (Tabla 3.8), *HC*₃*N* muestra componentes a $n(H_2) = 10^{4.65}$ y $10^{6.15} \text{ cm}^{-3}$, aunque en este caso sólo se obtuvo N_{LVG} para el componente de mayor densidad. Para *CH*₃*CN* se identifican densidades de $n(H_2) \approx 10^{4.48} \text{ cm}^{-3}$ y columnas de $N_{LVG} \approx 10^{13.01} \text{ cm}^{-2}$. Por otro lado, la ausencia de trazadores de regiones fotodisociadas (PDR) y el hecho de que el gas parezca estar dominado por choques y por componentes de gas denso indicarían que este objeto se

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

encuentra en una fase temprana del brote de formación estelar.

- **NGC891:** Para NGC 891, las temperaturas rotacionales en LTE para la mayoría de las especies permanecen bajas ($T_{rot} \sim 10$ K), pero *HNCO* alcanza 42.0 ± 10.7 K y *CH₃CN* 8.15 ± 0.47 K (ver Tabla 3.7). Las densidades columnares varían desde $6.24 \times 10^{13} \text{ cm}^{-2}$ (*c* – *C₃H₂*) hasta $2.88 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$ (*C¹⁸O*), mostrando también un rango amplio de condiciones.

En el análisis LVG (Tabla 3.8), *HC₃N* muestra componentes en $n(\text{H}_2) = 10^{4.21}$ y $10^{5.75} \text{ cm}^{-3}$, con columnas asociadas de $10^{13.60}$ y $10^{14.47} \text{ cm}^{-2}$. *CH₃CN* y *HNCO* tienen columnas de $N_{LVG} \sim 10^{12.28-13.02} \text{ cm}^{-2}$ para densidades entre $10^{4.5}$ y $10^{5.9} \text{ cm}^{-3}$. La presencia de estos gradientes, junto con la persistencia de regiones de baja temperatura, sugiere que NGC 891 podría mantener una estructura interna compleja en el gas denso. Cabe destacar que tanto NGC 891 como NGC 2903 se encuentran actualmente en la fase I del brote estelar; por lo tanto, las variaciones detectadas entre ambas reflejan diferencias en la intensidad o configuración local de la formación estelar nuclear, más que etapas diferenciadas en su evolución.

- **NGC6946:** Se resaltan los valores elevados en *HNCO* ($T_{rot} = 26.5 \pm 2.5$ K, $N_{mol} = (2.94 \pm 0.11) \times 10^{15} \text{ cm}^{-2}$) y *CH₃CN* ($T_{rot} = 9.45 \pm 0.18$ K, $N_{mol} = (1.57 \pm 0.04) \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$).

En el caso del modelo LVG (Tabla 3.8), *HC₃N* muestra componentes en $n(\text{H}_2) = 10^{4.99} \text{ cm}^{-3}$ con $N_{LVG} = 10^{13.35} \text{ cm}^{-2}$, mientras que *CH₃CN* requiere densidades inusualmente altas ($n(\text{H}_2) = 10^{7.90-9.05} \text{ cm}^{-3}$) para reproducir las líneas, lo cual podría indicar la presencia de núcleos extremadamente compactos o transitorios en la formación estelar. *HNCO* se asocia a $n(\text{H}_2) = 10^{4.08} \text{ cm}^{-3}$ y $N_{LVG} = 10^{13.8} \text{ cm}^{-2}$.

La combinación de componentes con diferentes temperaturas y densidades, junto con la aparición de zonas de muy alta densidad, sugiere que NGC 6946 puede estar atravesando una etapa más avanzada de evolución del brote, en la que la fragmentación y la retroalimentación estelar han generado núcleos muy densos y regiones irradiadas, en línea con el escenario intermedio propuesto por Aladro et al. (2011).

Realizar una comparación de las densidades columnares derivadas por LTE (N_{LTE}) y LVG (N_{LVG}) permite identificar la validez del supuesto LTE y evidenciar posibles efectos de sub-termalización o gradientes de densidad. En general, los cocientes N_{LTE}/N_{LVG} de la muestra presentada se encuentran en torno a la unidad (dentro de un factor 2), lo cual indica que, para las especies analizadas, las desviaciones del equilibrio térmico local no son extremas, aunque sí existen diferencias atribuibles a la distribución no uniforme de las condiciones físicas.

El análisis LVG revela, además, la necesidad de múltiples componentes de densidad para reproducir las líneas observadas, lo que es un indicador claro de nubes moleculares evolucionadas y estructuradas, resultado de la retroalimentación estelar y los procesos

dinámicos del brote nuclear

4.4. Estado evolutivo del brote en IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 usando el método dado en Aladro et al 2011, utilizando modelos de choques, PDR y regiones HII ultra compactas.

Siguiendo la metodología de Aladro et al. (2011), esta sección examina las características de IC342, NGC2903, NGC891 y NGC6946 bajo el marco conceptual de choques, regiones de fotodisociación (PDRs) y regiones HII ultra compactas, procesos fundamentales que gobiernan la química molecular durante diferentes etapas evolutivas del brote estelar.

Los núcleos galácticos activos presentan ambientes complejos donde coexisten múltiples procesos energéticos que determinan la estructura física y composición química del gas molecular (Martín et al., 2009). Las regiones de fotodisociación (PDRs) se forman cuando el gas molecular es irradiado por campos ultravioleta intensos provenientes de estrellas masivas jóvenes, caracterizándose por temperaturas intermedias (50-100 K) y la presencia de especies como HCO, HOC⁺, CO⁺ y C₂H que requieren radiación UV para su formación (Combes, 2007). Los choques resultan de colisiones nube-nube, vientos estelares, explosiones de supernova o flujos de acreción, generando temperaturas elevadas (> 100 K) y favoreciendo moléculas como SiO, CH₃OH y HNCO a través de procesos de desorción de granos y química en fase gaseosa a alta temperatura (Requena-Torres et al., 2007). Las regiones HII ultra compactas representan las fases más tempranas de formación estelar masiva, con densidades extremas (> 10⁶ cm⁻³) y tamaños compactos (< 0.1 pc), donde el gas ionizado coexiste con envolturas moleculares densas (Churchwell, 2002).

El esquema evolutivo propuesto por Aladro et al. (2011) establece una secuencia temporal basada en la estructura del gas denso y los procesos físicos dominantes, que puede resumirse en tres etapas principales:

- **Etapla temprana (dominada por choques):** Caracterizada por nubes moleculares con estructura relativamente uniforme, baja fragmentación, temperaturas moderadas derivadas de choques entre nubes, y abundancias moleculares "normales" similares a las observadas en regiones de formación estelar Galáctica estándar. La química está dominada por choques de baja velocidad ($v_s < 50 \text{ km s}^{-1}$) que calientan el gas sin destruir significativamente las moléculas complejas.
- **Etapla intermedia (PDRs + choques):** Se observa un fuerte contraste de densidad (hasta dos órdenes de magnitud) entre halos difusos ($\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) y núcleos densos ($\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$). Coexisten procesos de choque con el desarrollo

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

inicial de PDRs en las capas externas de las nubes, evidenciado por la detección simultánea de trazadores de ambos procesos.

- **Etapa avanzada (dominada por PDRs):** El gas denso se fragmenta bajo la influencia de intensa radiación UV, las abundancias de moléculas complejas disminuyen drásticamente, y predominan especies resistentes a la fotodisociación. Las regiones HII ultra compactas evolucionan hacia HII compactas y finalmente dispersan el gas molecular circundante.

Para el análisis de las etapas propuestas por [Aladro et al. \(2011\)](#) para las galaxias de nuestra muestra se utilizaron todos los resultados presentados en el capítulo 3 y secciones anteriores del capítulo 4:

- **IC342:** Muestra características consistentes con un brote de formación estelar en etapa intermedia-avanzada. La elevada abundancia de HNC ($N_{HNC} = 1.88 \times 10^{16} \text{ cm}^{-2}$, $T_{rot} = 57.5 \text{ K}$) y la presencia clara de CH₃OH evidencian procesos de choque activos y desmantelamiento de granos de polvo. Asimismo, la detección significativa de C₂H y c-C₃H₂ indica el desarrollo de regiones de fotodisociación (PDR) en las zonas externas, donde los campos UV inciden sobre el gas molecular.

La razón HNC/CS = 237, la más alta de la muestra, señala que los procesos de choque aún dominan la química nuclear, pero la coexistencia con trazadores PDR refleja una transición hacia etapas evolutivas más avanzadas del brote estelar. El gradiente de densidad identificado en HC₃N (tres componentes, desde núcleos muy densos $\sim 10^{7.15} \text{ cm}^{-3}$ a halos más difusos) confirma la presencia de estructuras complejas, con actividad intensa tanto en zonas compactas como en regiones circundantes.

La detección de líneas de recombinación de hidrógeno como H42 α y H39 α es especialmente relevante. Estas líneas trazan gas ionizado asociado a regiones HII y formación estelar masiva reciente, reforzando la interpretación de un brote activo y confirmando el desarrollo multifásico del medio interestelar. Las intensas detecciones de HCN y HCO⁺ respecto a CS, junto con el rango amplio de transiciones detectadas de CH₃CN y CH₃CCH, evidencian la coexistencia de núcleos calientes y fríos, típica de procesos evolutivos intermedios. IC342 fue también analizada por Aladro y colaboradores en el 2011, y nuestros resultados coinciden con los obtenidos en ese trabajo.

- **NGC2903:** Presenta signos de encontrarse en la etapa inicial del brote de formación estelar, donde la fase de *hot core* parece desempeñar un papel importante. La temperatura rotacional extraordinariamente alta del CH₃OH (121 K) es indicativa de procesos térmicos intensos, ya sea por choques rápidos o por un fuerte calentamiento radiativo.

La presencia de moléculas complejas como CH₃OCHO señala un medio asociado probablemente a la formación de regiones HII ultra compactas. El espectro

muestra trazadores de fotoquímica como C_2H y $c-C_3H_2$ con intensidades bajas, junto con la no detección de CH_3CCH , o la nula o muy baja detección de líneas de recombinación (véase, por ejemplo, [Popping et al. 2010](#)), o altos valores de NH_2^+ , indicando gas denso aún no destruido por la fotoionización, parece sugerir que nuestra galaxia se encuentra en la etapa I del brote, donde la química está dominada por choques de baja velocidad que calientan el gas sin destruir significativamente las moléculas complejas, tal y como proponía ? para esta fase (véase el inicio de la Sección 3.4).

- **NGC891:** exhibe una química de evolución intermedia, marcada por la coexistencia de procesos térmicos moderados y síntesis molecular compleja. La abundancia de HNC ($T_{rot} = 42$ K, HNC/CS = 44.9) apunta a una actividad de choques significativa pero menos intensa que en IC342. La detección de especies sulfuradas como SO_2 , junto con moléculas complejas como CH_3OCH_3 y CH_3OCHO , revela un ambiente químicamente diverso, con ricos procesos de formación de moléculas en núcleos calientes.

El gradiente de densidad observado en HC_3N ($10^{4.21}$ y $10^{5.75}$ cm^{-3}) indica una estructura de gas menos fragmentada y procesos energéticos menos extremos, coherente con una fase de equilibrio entre fotoquímica y procesos térmicos. Las intensidades de C_2H y $c-C_3H_2$ moderadas, junto con la ausencia de líneas de recombinación de hidrógeno en el espectro observado, sugieren que la formación estelar masiva no es predominante en la región central analizada, aunque observaciones ópticas sí reportan emisión $H\alpha$ débil en regiones externas.

Todo ello posiciona a NGC891 como un entorno en fase inicial, donde, al igual que para NGC 2903, los choques dominan la química, sin que la fotoionización debida a las estrellas masivas recién nacidas haya empezado a dominar.

- **NGC6946:** constituye el caso más complejo y activo entre las galaxias estudiadas. Las densidades extremas inferidas para CH_3CN ($10^{7.90-9.05}$ cm^{-3}) revelan la existencia de núcleos ultra compactos asociados, probablemente, con regiones HII ultra compactas en formación. La abundancia significativa de HNC ($T_{rot} = 26.5$ K, HNC/CS = 21) indica choques de intensidad moderada aún presentes.

Destaca especialmente la química isotópica diversa apreciada en la detección de $C^{34}S$, $^{34}SO_2$, ^{13}CS y $H^{13}CO^+$, que evidencia condiciones de gas ópticamente delgado y fragmentado, con enriquecimiento isotópico derivado de múltiples episodios de reciclaje y formación estelar. La alta intensidad de CS, junto con la abundancia de C_2H y CH_3CCH , son indicativos de PDRs embebidos en regiones densas y ultracompactas, donde la fotoquímica y los procesos de choque coexisten.

Aunque en las bandas observadas, solo se detectó la línea de recombinación $H42\alpha$. Observaciones por [Tabatabaei et al. \(2013\)](#) de $H\alpha$ muestran emisión intensa concentrada en el núcleo y extendida por los brazos espirales, lo que ratifica la gran tasa de formación estelar en curso y la vitalidad evolutiva del medio interestelar

4. ABUNDANCIAS MOLECULARES Y SU RELACIÓN CON EL ESTADO EVOLUTIVO DEL BROTE DE FORMACIÓN ESTELAR.

galáctico.

Siguiendo el esquema evolutivo de [Aladro et al. \(2011\)](#), NGC6946 se ubica claramente en una etapa avanzada, dominada por regiones de fotodisociación (PDRs), donde la fotoquímica intensa determina la estructura del gas. Sin embargo, la presencia significativa de especies asociadas a procesos de choque, como HNC y CH₃OH, así como la diversidad isotópica detectada, revelan que persisten fenómenos dinámicos y episodios de enriquecimiento químico derivados de la continua formación estelar. Las regiones HII ultra compactas permanecen embebidas en núcleos extremadamente densos, lo que indica que el brote no ha decaído, sino que sigue produciendo estrellas. Esta caracterización explica la coexistencia actual de trazadores de fotoquímica (C₂H, CH₃CCH, CS), con firmas claras de procesos de choque y el enriquecimiento isotópico, en paralelo a la intensa emisión H α reportada en el núcleo y extendida por los brazos espirales. Todo ello indicaría que NGC 6946 se encontraría, al igual que IC 342, en una etapa intermedia del brote de formación estelar.

El análisis integrado bajo la metodología de [Aladro et al. \(2011\)](#) muestra que, dentro de una misma muestra de galaxias, pueden coexistir diferentes etapas evolutivas del brote estelar en sus núcleos. IC342 y NGC6946 ejemplifican una fase donde los choques siguen siendo dominantes, pero ya se observan procesos de transición hacia el desarrollo de PDRs, mientras que NGC891 y NGC2903 muestra un equilibrio entre química de choque y fotoquímica, representando así una etapa inicial, donde los choques calientan el gas sin destruir las moléculas complejas y no hay indicios de fotodestrucción.

Nuestra muestra de galaxias parece estar en las etapas iniciales e intermedias del brote de formación estelar, sin que ninguno de nuestros objetos presente una química dominada por la fotoionización típica de la fase III, donde la fase PDR es la dominante. Sería necesario aumentar la muestra de objetos para poder clasificar mejor las distintas fases, ya que, siendo el trabajo de ? y este los únicos en la literatura, las características químicas de las diferentes fases están aún poco documentadas.

Capítulo 5

Conclusiones

El análisis molecular realizado sobre IC 342, NGC 2903, NGC 891 y NGC 6946 mediante la metodología propuesta por [Aladro et al. \(2011\)](#) permitió caracterizar el estado evolutivo de sus brotes de formación estelar, validando la eficacia de este enfoque para diagnosticar las condiciones físicas y químicas del gas molecular denso en regiones de formación estelar.

El análisis realizado en nuestra muestra parece indicar que las cuatro galaxias se encuentran en las fases tempranas e intermedias del brote de formación estelar, evidenciando la complejidad de los procesos físicos que regulan la evolución del medio interestelar.

En IC 342 se observa una etapa intermedia donde los procesos de choque siguen siendo predominantes en la química molecular, reflejada por la elevada razón HNC/CS y temperaturas rotacionales de HNC de 57.5 K, además de la presencia de líneas de recombinación de hidrógeno o alta emisión de CH₃CCH o C₂H, que indican formación estelar masiva activa. La coexistencia de componentes de alta y baja densidad en HC₃N, desde núcleos ultradensos ($10^{7.5} \text{ cm}^{-3}$) hasta halos difusos (10^4 cm^{-3}), evidencia la estructura compleja de las regiones moleculares, junto con la alta emisión de CH₃CCH o C₂H. Estos resultados concuerdan con lo reportado por [Aladro et al. \(2011\)](#), donde IC 342 se clasifica dentro de una fase intermedia del brote estelar.

NGC 2903 muestra características compatibles con una etapa inicial del brote de formación estelar, con predominio por choques sobre los fotoquímicos. La detección de moléculas como CH₃OCHO sugiere núcleos calientes vinculados a regiones H II ultracompactas, mientras que la ausencia de líneas de recombinación de hidrógeno indica una fase temprana del brote.

En NGC 891 se encuentra en una fase similar a NGC 2903, con un balance entre procesos de choque y fotoquímicos, con abundancia moderada de HNC (razón HNC/CS = 44.9, $T_{\text{rot}} = 42 \text{ K}$) y una variedad de moléculas complejas detectadas (SO₂, CH₃OCH₃, CH₃OCHO), lo que evidencia un entorno químicamente evolucionado. Típico de las primeras fases del brote de formación estelar. Esta conclusión es además reforzada por la ausencia o baja abundancia de los típicos trazadores de PDR.

Por su parte, NGC 6946 destaca como el sistema más complejo y avanzado del conjunto,

5. CONCLUSIONES

caracterizado por una actividad formadora de estrellas intensa y procesos continuos. Las densidades extremas para CH_3CN ($10^{7.9-9.05} \text{ cm}^{-3}$) indican núcleos ultracompactos y la diversa química isotópica observada (C^{34}S , $^{34}\text{SO}_2$, ^{13}CS , H^{13}CO^+) señala múltiples episodios de enriquecimiento químico. La coexistencia de trazadores de choque y especies fotoquímicas, junto con la fuerte emisión de $\text{H}\alpha$, posiciona a NGC 6946 en la fase intermedia del brote.

Hay que notar que los resultados de este trabajo no son concluyentes, ya que hay varios factores que han impedido el estudio completo de las características físico-químicas del gas molecular en galaxias *starburst*. Los puntos más importantes que han impedido unas conclusiones más fuertes tienen que ver con el hecho de que, para la mayoría de las moléculas, solo se ha detectado una transición molecular, por lo que el estudio de las abundancias y de las distintas zonas de excitación está sesgado a las condiciones que traza esa transición.

Por otro lado, el número de galaxias estudiadas, tanto en el trabajo de [Aladro et al. \(2011\)](#) como en este, es pequeño (siete en total), y es complicado hacer una estadística válida de las características de las distintas fases del brote con este reducido número de objetos.

Para que este estudio pueda mejorarse:

1. Sería necesario incluir en nuestro análisis más líneas de alta excitación de las distintas especies moleculares detectadas. Esto nos permitiría elaborar mejores diagramas de rotación o mejorar los ajustes utilizando el método No-LTE, y tener así mejores estimaciones de abundancias, temperaturas y densidades. De esta forma, se podría discriminar entre diferentes zonas de emisión molecular y elaborar un esquema más preciso de las características físico-químicas del gas molecular en cada una de las fases.
2. Asimismo, y con el objetivo de mejorar la estadística en cada una de las fases, sería necesario aumentar significativamente el número de galaxias *starburst* estudiadas.

Apéndice A

Estadística

Este apéndice proporciona una descripción detallada de los conceptos estadísticos empleados en el desarrollo de este trabajo. Se incluyen definiciones precisas, ecuaciones relevantes y toda la información necesaria para orientar al lector a través de los fundamentos estadísticos utilizados.

A.1. Definiciones estadísticas

A.1.1. Media aritmética

La media aritmética suele conocerse simplemente como media o valor promedio, se calcula sumando todos los valores y dividiendo la suma por el número total de valores.

Si los valores de los datos son x_1, x_2, \dots, x_n , entonces tenemos

$$\bar{x} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i = \frac{x_1 + x_2 + \dots + x_n}{n} \quad (\text{A.1})$$

donde \bar{x} es un símbolo que representa la media de los valores x_i .

A.1.2. Varianza

La varianza es una medida estadística que describe la dispersión entre los números de un conjunto de datos. Más concretamente, mide la distancia que separa cada número del conjunto de la media y, por tanto, de todos los demás números del conjunto.

La varianza σ^2 puede estimarse mediante:

$$\sigma^2 = \frac{1}{n-1} \sum_{j=1}^n (X_j - \bar{X})^2 \quad (\text{A.2})$$

A.1.3. Desviación estándar

La desviación estándar o desviación típica es una medida estadística que refleja el grado de variabilidad o dispersión de un conjunto de datos. Representa la distancia media entre cada punto de datos y la media. Lo anterior sería:

$$\sigma = \sqrt{\sigma^2} = \sqrt{\frac{1}{n-1} \sum_{j=1}^n (X_j - \bar{X})^2} \quad (\text{A.3})$$

A.1.4. Incertidumbre absoluta.

El error absoluto es la diferencia entre una medición y un valor verdadero. $E_a = |x_0 - x|$. Donde E_a es el error absoluto, x_0 es el valor medido y x es el valor verdadero o real.

A.1.5. Incertidumbre relativa.

Incertidumbre relativa. Es el cociente entre la incertidumbre absoluta y el valor de la medida

$$E_r = \frac{E_a}{x} \quad (\text{A.4})$$

La incertidumbre relativa es una cantidad adimensional que nos informa de la precisión de la medida.

A.1.6. Incertidumbre porcentual.

La incertidumbre porcentual es utilizada comúnmente para indicar la precisión de una medida y se obtiene multiplicando la incertidumbre relativa por 100 % y se escribe como:

$$E_{\%} = E_r \times 100 \% \quad (\text{A.5})$$

A.2. Distribución Gaussiana o Normal

Dada una variable aleatoria continua x que tiene una media μ y una varianza σ^2 , una distribución de probabilidad gaussiana tiene la forma:

$$P_{\mu,\sigma}(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(x-\mu)^2}{2\sigma^2}} \quad (\text{A.6})$$

donde σ es la desviación típica o la anchura de la gaussiana. Nos interesan las gaussianas porque supondremos que las líneas moleculares analizadas siguen esta distribución.

El efecto de aumentar σ es ampliar y reducir la altura del pico de la distribución, mientras que cambiar μ simplemente desplaza la distribución a lo largo del eje x .

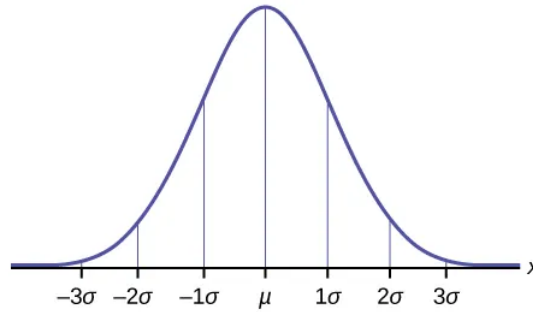


Figura A.1: Distribución gaussiana unidimensional con $x = \mu$ y σ . El 67% del área bajo la curva se sitúa entre $\pm\sigma$, el 95% entre $\pm 2\sigma$ y el 99% entre $\pm 3\sigma$.

A.2.1. Anchura a media altura o FWHM

Anchura a media altura o FWHM son las siglas en inglés de "Full Width at Half Maximum". Es un término muy utilizado en el procesamiento de señales y es una medida de la amplitud de una función, definida como la anchura de la función a la mitad del máximo de su valor pico.

Para explicarlo con más detalle, si tenemos una función que alcanza un pico en algún punto, primero identificaríamos el valor máximo de esa función. A continuación, encontraríamos los puntos a ambos lados del pico en los que el valor de la función es la mitad del máximo. El FWHM es la diferencia entre estos dos puntos, lo que proporciona una medida de la "anchura" del pico a la mitad de su altura máxima.

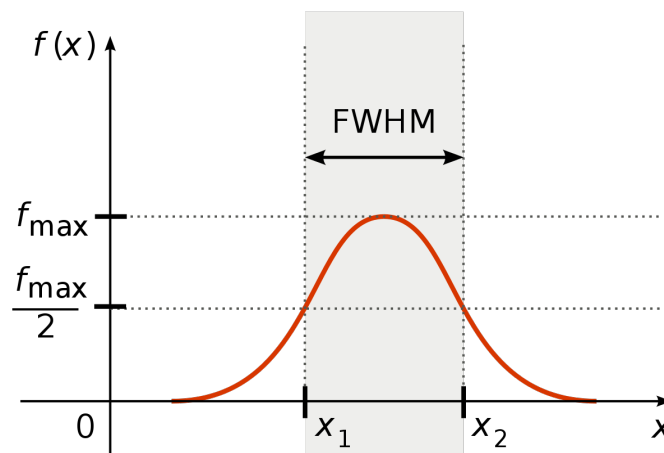


Figura A.2: FWHM

La relación entre el FWHM y la desviación estándar es:

$$FWHM = 2\sqrt{2 \ln(2)}\sigma \tag{A.7}$$

A.3. Propagación de errores.

Sea $\{x_i\} = \{x \pm \delta x, y \pm \delta y\}$, se define una función tal que $f(x \pm \delta x, y \pm \delta y) = f(x, y) \pm \delta f$, podemos calcular las propagaciones de errores de las operaciones más comunes como:

$$(x \pm y) \pm \sqrt{(\delta x)^2 + (\delta y)^2}. \quad (\text{A.8})$$

$$xy \pm \sqrt{(y\delta x)^2 + (x\delta y)^2} \quad (\text{A.9})$$

$$\frac{x}{y} \pm \sqrt{\left(\frac{\delta x}{y}\right)^2 + \left(\frac{x}{y^2}\delta y\right)^2} \quad (\text{A.10})$$

$$x^y \pm \sqrt{(yx^{y-1}\delta x)^2 + (x^y \ln x \delta y)^2}. \quad (\text{A.11})$$

A.4. Error cuadrático medio.

El Error Cuadrático Medio, conocido como RMS (Root Mean Square), es una medida estadística que se utiliza para representar la magnitud promedio de un conjunto de valores. Es especialmente útil en el análisis de señales, ya que puede emplearse para cuantificar la energía captada por una onda de longitud fija. El RMS proporciona una forma de medir la variabilidad de los valores en un conjunto de datos, y es ampliamente utilizado en campos como el procesamiento de señales y la estadística.

El cálculo del RMS es bastante sencillo y se realiza mediante la siguiente fórmula:

$$RMS = \sqrt{\frac{x_1^2 + x_2^2 + \dots + x_n^2}{n}} = \sqrt{\frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i^2} \quad (\text{A.12})$$

donde x_1, x_2, \dots, x_n son los valores del conjunto de datos y n es el número total de valores.

El RMS es particularmente útil porque proporciona una medida de la amplitud efectiva de una señal, lo que es crucial para entender cómo una señal puede afectar un sistema. Es una medida versátil y poderosa que captura la magnitud promedio de un conjunto de valores, reflejando tanto la energía de una señal como la precisión de modelos en diversas aplicaciones.

Apéndice B

Métodos numéricos

Este apéndice ofrece una revisión exhaustiva de los métodos numéricos aplicados durante el desarrollo de esta tesis. Estos métodos han sido fundamentales para el análisis y procesamiento de los datos, asegurando una interpretación precisa y confiable de los resultados.

B.1. Filtro Savitzky-Golay

El filtro de Savitzky-Golay es un método de suavizado de datos que se aplica a series de valores igualmente espaciados, denotados como $f_i \equiv f(t_i)$, donde $t_i = t_0 + i\Delta$ y Δ es el espaciado constante entre muestras. Este filtro reemplaza cada valor de datos f_i con una combinación lineal g_i de sí mismo y de sus vecinos cercanos:

$$g_i = \sum_{n=-n_L}^{n_R} c_n f_{i+n} \quad (\text{B.1})$$

Aquí, n_L y n_R representan el número de puntos utilizados a la izquierda y a la derecha del punto de datos i , respectivamente.

Para entender el filtro de Savitzky-Golay, consideremos primero el promedio de ventana móvil, donde cada g_i es el promedio de los puntos de datos desde f_{i-n_L} hasta f_{i+n_R} . Este método es sencillo y conserva el área bajo una curva (su primer momento), pero puede introducir sesgo si la función subyacente tiene una segunda derivada distinta de cero, lo que afecta la altura y anchura de picos en aplicaciones como la espectrometría.

El objetivo del filtrado Savitzky-Golay es encontrar coeficientes c_n que preserven momentos superiores al ajustar un polinomio de orden superior (como cuadrático o cúbico) a los datos dentro de la ventana móvil. Para cada punto f_i , se ajusta un polinomio por mínimos cuadrados a todos los puntos de la ventana y se establece g_i como el valor del polinomio en i . Este ajuste se repite para cada punto de datos.

Aunque el ajuste por mínimos cuadrados puede parecer laborioso, el proceso se simplifica mediante la precomputación de los coeficientes de filtro c_n para un conjunto de datos

B. MÉTODOS NUMÉRICOS

ficticio. Estos coeficientes permiten que la ecuación del filtro realice automáticamente el ajuste polinómico por mínimos cuadrados.

Para derivar estos coeficientes, consideramos cómo obtener g_0 ajustando un polinomio de grado M a los valores f_{-n_L}, \dots, f_{n_R} . La matriz de diseño para este problema es:

$$A_{ij} = i^j \quad \text{con } i = -n_L, \dots, n_R, \quad j = 0, \dots, M \quad (\text{B.2})$$

Las ecuaciones normales para los coeficientes del polinomio en términos de los valores de datos se expresan como:

$$\mathbf{a} = (\mathbf{A}^T \cdot \mathbf{A})^{-1} \cdot (\mathbf{A}^T \cdot \mathbf{f}) \quad (\text{B.3})$$

El coeficiente c_n se obtiene como la componente a_0 cuando \mathbf{f} se sustituye por el vector unitario \mathbf{e}_n , y se calcula como:

$$c_n = \sum_{m=0}^M \{(\mathbf{A}^T \cdot \mathbf{A})^{-1}\}_{0m} n^m \quad (\text{B.4})$$

Esta ecuación muestra que solo se necesita una fila de la matriz inversa para obtener los coeficientes.

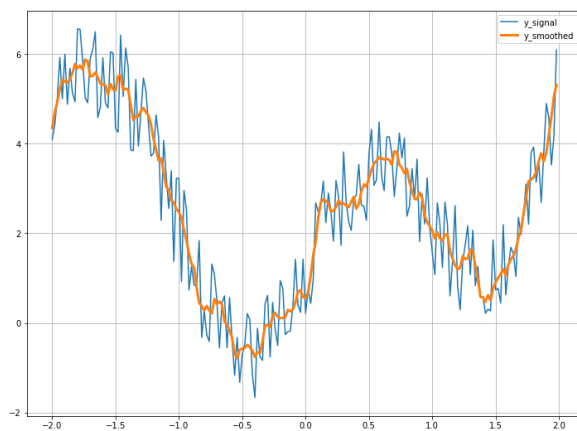


Figura B.1: Filtro Savitsky-Golay a datos con ruido.

B.2. Interpolación cúbica por spline

La interpolación cúbica por spline es un método numérico que se utiliza para construir una curva suave que pasa a través de un conjunto de puntos de datos. En este método, la función interpolante se compone de segmentos de polinomios cúbicos, cada uno definido en un subintervalo del dominio. En particular, suponemos que los puntos (x_i, y_i) y (x_{i+1}, y_{i+1}) están conectados por un polinomio cúbico $S_i(x) = a_i x^3 + b_i x^2 + c_i x + d_i$,

válido para $x_i \leq x \leq x_{i+1}$, donde $i = 1, \dots, n - 1$.

Para determinar la función interpoladora, es necesario calcular los coeficientes a_i, b_i, c_i, d_i de cada polinomio cúbico. Con n puntos de datos, hay $n - 1$ polinomios cúbicos, cada uno con cuatro coeficientes, lo que resulta en un total de $4(n - 1)$ incógnitas. Por lo tanto, se requieren $4(n - 1)$ ecuaciones para resolver todos los coeficientes.

En primer lugar, las funciones cúbicas deben pasar por los puntos de datos en los extremos de cada intervalo:

$$\begin{aligned} S_i(x_i) &= y_i, & i = 1, \dots, n - 1, \\ S_i(x_{i+1}) &= y_{i+1}, & i = 1, \dots, n - 1, \end{aligned} \tag{B.5}$$

lo que proporciona $2(n - 1)$ ecuaciones. Además, para asegurar la suavidad de la curva, se requiere que las derivadas primera y segunda sean continuas en los puntos de unión $i = 2, \dots, n - 1$:

$$\begin{aligned} S'_i(x_{i+1}) &= S'_{i+1}(x_{i+1}), & i = 1, \dots, n - 2, \\ S''_i(x_{i+1}) &= S''_{i+1}(x_{i+1}), & i = 1, \dots, n - 2, \end{aligned} \tag{B.6}$$

lo que añade otras $2(n - 2)$ ecuaciones. Para completar el sistema, se necesitan dos ecuaciones adicionales, que se eligen según las condiciones del problema. Una elección común es asumir que las segundas derivadas son cero en los extremos, lo que implica que la curva es lineal en los puntos finales:

$$\begin{aligned} S''_1(x_1) &= 0, \\ S''_{n-1}(x_n) &= 0. \end{aligned} \tag{B.7}$$

Las ecuaciones se expresan en forma matricial y se resuelven para encontrar los coeficientes a_i, b_i, c_i y d_i . Es importante asegurarse de que la matriz del sistema es cuadrada e invertible, lo cual es cierto siempre que los valores x_i sean únicos.

Esta metodología proporciona una curva suave y continua que no solo pasa por todos los puntos de datos, sino que también minimiza las oscilaciones entre ellos, ofreciendo así una interpolación precisa y estable.

B.3. Cuadratura Gaussiana

La cuadratura de Gauss es un método numérico utilizado para aproximar integrales definidas de funciones, especialmente cuando estas no pueden resolverse analíticamente. Este método es parte de un conjunto de técnicas conocidas como métodos de cuadratura, que buscan calcular el valor de una integral definida mediante una suma ponderada de los valores de la función en puntos específicos.

La cuadratura de Gauss se distingue por su eficiencia y precisión al integrar polinomios. La idea central es seleccionar de manera óptima los puntos de evaluación y los pesos asociados para que la integral de un polinomio de grado hasta $2n - 1$ sea exacta.

Estos puntos de evaluación son las raíces de los polinomios de Legendre, y los pesos se calculan de manera que maximicen la precisión de la aproximación en el intervalo $[-1, 1]$.

Para aplicar la cuadratura de Gauss a una integral en un intervalo $[a, b]$, se realiza un cambio de variable lineal que transforma la integral a un nuevo intervalo $[-1, 1]$. Esto permite utilizar los puntos y pesos predefinidos para el intervalo estándar, garantizando así la precisión del método.

La fórmula general para la cuadratura de Gauss se expresa como:

$$\int_a^b f(x) dx \approx \sum_{i=1}^n w_i \cdot f(x_i) \quad (\text{B.8})$$

donde x_i son los puntos de evaluación (raíces del polinomio de Legendre) y w_i son los pesos asociados. El número de puntos de evaluación n se elige según el grado del polinomio que se desea integrar exactamente.

Este método es ampliamente utilizado en análisis numérico y se implementa en muchos software de análisis de elementos finitos debido a su simplicidad y eficiencia computacional. Aunque es extremadamente preciso para funciones que pueden aproximarse bien mediante polinomios, su aplicación a datos experimentales puede ser limitada si los valores de la función no están disponibles en los puntos de evaluación específicos requeridos por el método.

Bases de datos

C.1. Splatalogue database for astronomical spectroscopy.

Splatalogue es una base de datos exhaustiva dedicada a la espectroscopía astronómica, que contiene casi 6 millones de líneas espectrales observadas, medidas y calculadas. Gestionada por el Observatorio Nacional de Radioastronomía (NRAO), su nombre es un acrónimo de "spectral line catalogue" (catálogo de líneas espectrales), reflejando su función principal como recurso para la identificación de estas líneas. Las líneas espectrales en Splatalogue cubren un amplio rango de frecuencias, desde 400 Hz hasta 3.22 PHz, lo que corresponde a longitudes de onda de 97.25 nm a 749.5 km. La mayoría de estas líneas, aproximadamente el 99.99%, se encuentran en los rangos espectrales de microondas, milimétrico y submilimétrico, y son utilizadas principalmente por astrónomos que emplean instrumentos como el Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array (ALMA), el Karl G. Jansky Very Large Array (VLA) y el Robert C. Byrd Green Bank Telescope (GBT) del NRAO.

Splatalogue integra datos de siete catálogos principales, incluyendo el Cologne Database for Molecular Spectroscopy (CDMS)([Endres et al. \(2016\)](#)), el Jet Propulsion Laboratory (JPL)([Pearson et al. \(2005\)](#)), entre otros. La base de datos es accesible a través de una interfaz de búsqueda en línea, permitiendo a los usuarios realizar búsquedas detalladas de transiciones atómicas y moleculares utilizando parámetros como el nombre, la transición, el rango de frecuencia, el rango de energía y la intensidad de la línea. Esta herramienta se ha convertido en esencial para los astrónomos que realizan observaciones espectroscópicas, facilitando el análisis y la identificación de líneas espectrales en el universo ([Remijan et al. \(2007\)](#)).

C.2. NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)

La Base de Datos Extragaláctica de la NASA/IPAC (NED) es una herramienta en línea que recopila y correlaciona información astronómica sobre objetos extragalácticos,

como galaxias, cuásares y fuentes de radio, rayos X e infrarrojos. Creada a finales de los años ochenta por los astrónomos George Helou y Barry F. Madore, NED es financiada por la NASA y operada por el Centro de Procesamiento y Análisis Infrarrojo (IPAC) en el campus del Instituto de Tecnología de California. Esta base de datos ofrece acceso a datos detallados y referenciados de fotometría, posición y desplazamiento al rojo, extraídos de grandes compilaciones y de la literatura científica. Además, incluye imágenes de más de 773,000 objetos extragalácticos provenientes de 2MASS, la literatura y el Digitized Sky Survey.

NED se ha convertido en un recurso esencial para la comunidad astronómica, facilitando el acceso a una amplia gama de datos multiespectrales sobre objetos extragalácticos. La base de datos integra información de más de 40 catálogos astronómicos importantes y cientos de listas más pequeñas, permitiendo realizar búsquedas rápidas y flexibles a través de su interfaz en línea. Los datos y referencias de NED se actualizan continuamente, con versiones revisadas publicadas en línea cada 2-3 meses, lo que garantiza que los usuarios tengan acceso a la información más reciente y precisa para sus investigaciones.

C.3. Leiden Atomic and Molecular Database LAMDA

Leiden Atomic and Molecular Database (LAMDA) es una base de datos especializada que recopila información espectroscópica y coeficientes de tasas colisionales para moléculas, átomos e iones de interés astrofísico y astroquímico. Su propósito principal es proporcionar datos atómicos y moleculares fundamentales necesarios para realizar cálculos de excitación y transferencia radiativa en diversos entornos astrofísicos.

LAMDA contiene información detallada sobre niveles de energía, pesos estadísticos, coeficientes de Einstein A y coeficientes de tasas colisionales. Se enfoca principalmente en transiciones rotacionales de moléculas simples en longitudes de onda que van desde microondas hasta el infrarrojo lejano, aunque también incluye algunas transiciones vibracionales y líneas de estructura fina atómica.

Esta base de datos es especialmente útil para desarrollar modelos espectroscópicos de gas diluido, particularmente en el estudio del medio interestelar y regiones de formación estelar y planetaria. Además, encuentra aplicaciones en el análisis de cometas, envolturas estelares y atmósferas planetarias diluidas. LAMDA se ha convertido en una herramienta esencial para interpretar observaciones realizadas con telescopios infrarrojos y (sub)milimétricos actuales y futuros.

Conceptos de Astrofísica

D.1. Corrimiento al rojo

El corrimiento al rojo (o redshift) de una galaxia es el desplazamiento de sus características espectrales a longitudes de onda más largas debido principalmente a la combinación de movimientos Doppler y a la expansión general del Universo. Más propiamente, el término velocidad radial se utiliza principalmente para los movimientos Doppler, que suelen ser el resultado de interacciones gravitatorias, mientras que el desplazamiento al rojo se reserva para los efectos cosmológicos, aunque en general no es posible separar la expansión cosmológica de las velocidades Doppler, excepto en el caso de las galaxias cercanas y las que se sabe que son miembros de cúmulos de galaxias.

El desplazamiento al rojo, z , se define en longitud de onda como

$$z = \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (\text{D.1})$$

donde λ_o es la longitud de onda observada y λ_e es la longitud de onda emitida.

D.2. Resolución angular

La resolución angular es un concepto fundamental en óptica que describe la capacidad de un sistema óptico, como un telescopio o microscopio, para distinguir entre dos puntos o detalles que están muy próximos entre sí. Específicamente, se refiere al ángulo mínimo necesario entre dos objetos para que puedan ser percibidos como entidades separadas.

La resolución angular está influenciada por el diámetro del objetivo del sistema óptico y la longitud de onda de la luz utilizada. Según el criterio de Rayleigh, la resolución angular mínima (θ) se calcula con la fórmula:

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

Donde λ representa la longitud de onda de la luz y D es el diámetro del objetivo. Un diámetro mayor o una longitud de onda menor resultan en una mejor resolución angular.

D.3. Densidad crítica

La densidad crítica (n_{crit}) se define como la densidad de partículas, generalmente de hidrógeno molecular (H_2), a la cual la tasa de desexcitación colisional de una transición molecular específica iguala a la tasa de desexcitación radiativa. Matemáticamente, se expresa como:

$$n_{crit} = \frac{C_{ul}}{c \cdot \sigma} = A_{ul} \quad (D.2)$$

donde C_{ul} es la tasa de desexcitación colisional, con u y l los niveles superior e inferior de la transición, respectivamente, v es la velocidad relativa promedio de las partículas, σ es la sección eficaz de colisión y A_{ul} es el coeficiente de Einstein de emisión espontánea

Es importante destacar que diferentes moléculas requieren distintas densidades críticas para excitarse colisionalmente. Algunas, como los isótopos de OH o CO , son visibles a bajas densidades de H_2 , mientras que otras, como HCO^+ y CS , necesitan altas densidades para termalizarse. Estas últimas se denominan "trazadores de alta densidad" son indicadores de regiones con elevada densidad de H_2

Apéndice E

Tablas y gráficas

En esta sección se incluyen todas las gráficas empleadas para las diversas explicaciones desarrolladas en las distintas partes de este trabajo.

E.1. Capítulo 2

Molécula	ν_{rest} (GHz)	θ_{mb} (")	Ref.	Molécula	ν_{rest} (GHz)	θ_{mb} (")	Ref.
SiO (2 – 1)	86.45	34.04	(1)	HCN (1 – 0)	88.632	27	(3)
C ₂ H (1 – 0)	87.32	33.86		HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	27	
HNCO (4 – 3)	87.93	33.63		¹³ CO (1 – 0)	110.2	22	
HCN (1 – 0)	88.632	33.36		SiO (2 – 1)	86.45	29	(4)
HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	33.15		C ₂ H (1 – 0)	87.32	29	
HNC (1 – 0)	90.664	32.61		HCN (1 – 0)	88.632	29	
N ₂ H ⁺ (1 – 0)	93.2	31.73		HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	29	
C ¹⁸ O (1 – 0)	109.78	26.83		HNC (1 – 0)	90.664	29	
HNCO (5 – 4)	109.9	26.7		HC ₃ N (10 – 9)	90.979	29	(5)
¹³ CO (1 – 0)	110.2	26.13		HC ₃ N (12 – 11)	109.174	22	
¹² CO (1 – 0)	115.271	25.65	C ¹⁸ O (1 – 0)	109.78	22		
HCN (1 – 0)	88.632	28	¹³ CO (1 – 0)	110.2	22		
HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	28	C ₂ H (1 – 0)	87.32	27.6		
HNC (1 – 0)	90.664	28	HCN (1 – 0)	88.632	27.6	(5)	
HC ₃ N (10 – 9)	90.979	28	HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	27.6		
HC ₃ N (12 – 11)	109.174	24	HNC (1 – 0)	90.664	27.6		

Tabla E.1: Datos interferométricos obtenidos de diferentes estudios. Ref: (1) Jiménez-Donaire et al. (2019), (2) Lindberg et al. (2011), (3) Krips et al. (2010), (4) Costagliola et al. (2011), (5) Israel et al. (2024)

E. TABLAS Y GRÁFICAS

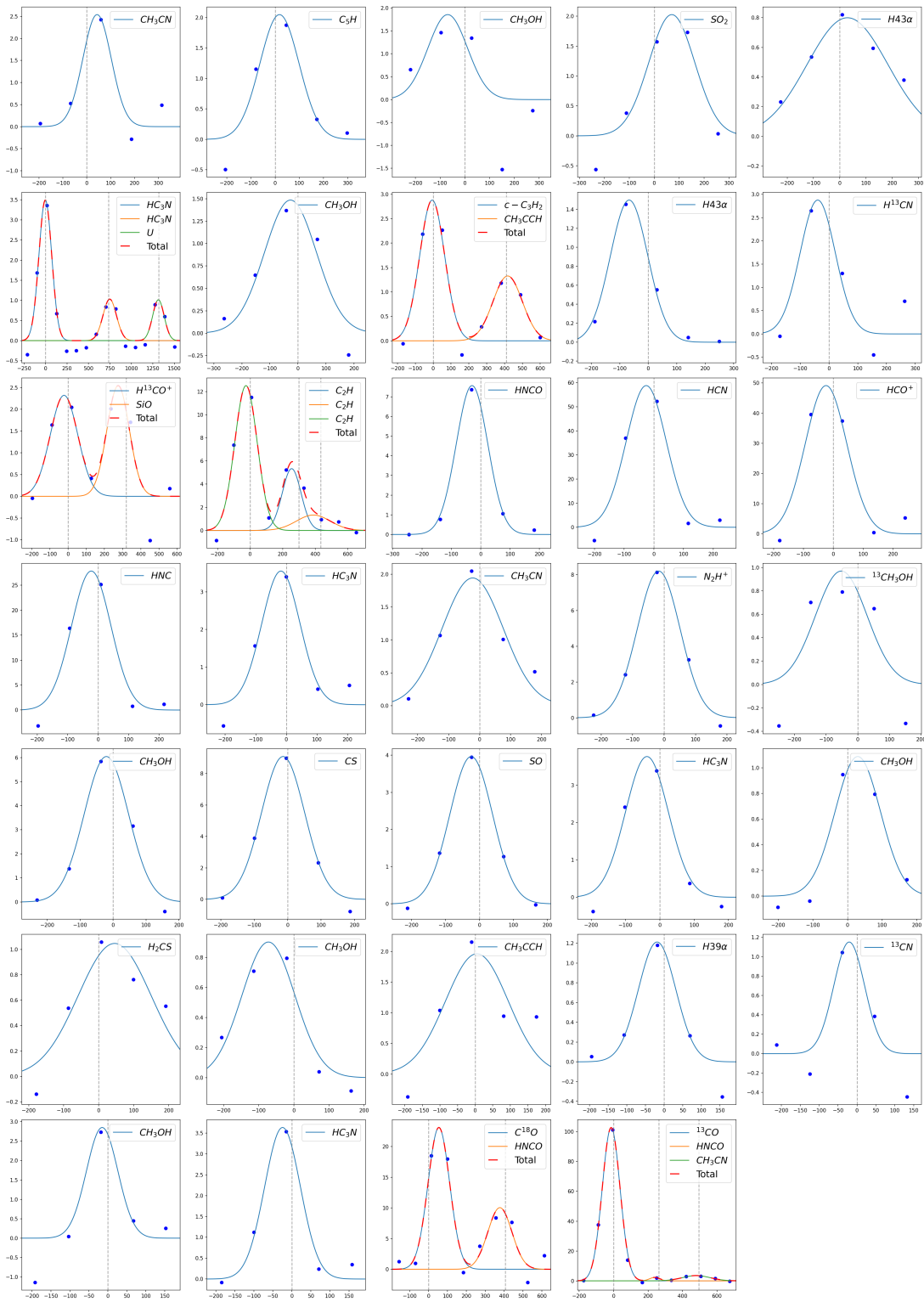


Figura E.1: Gaussinas ajustadas para la galaxia IC342.

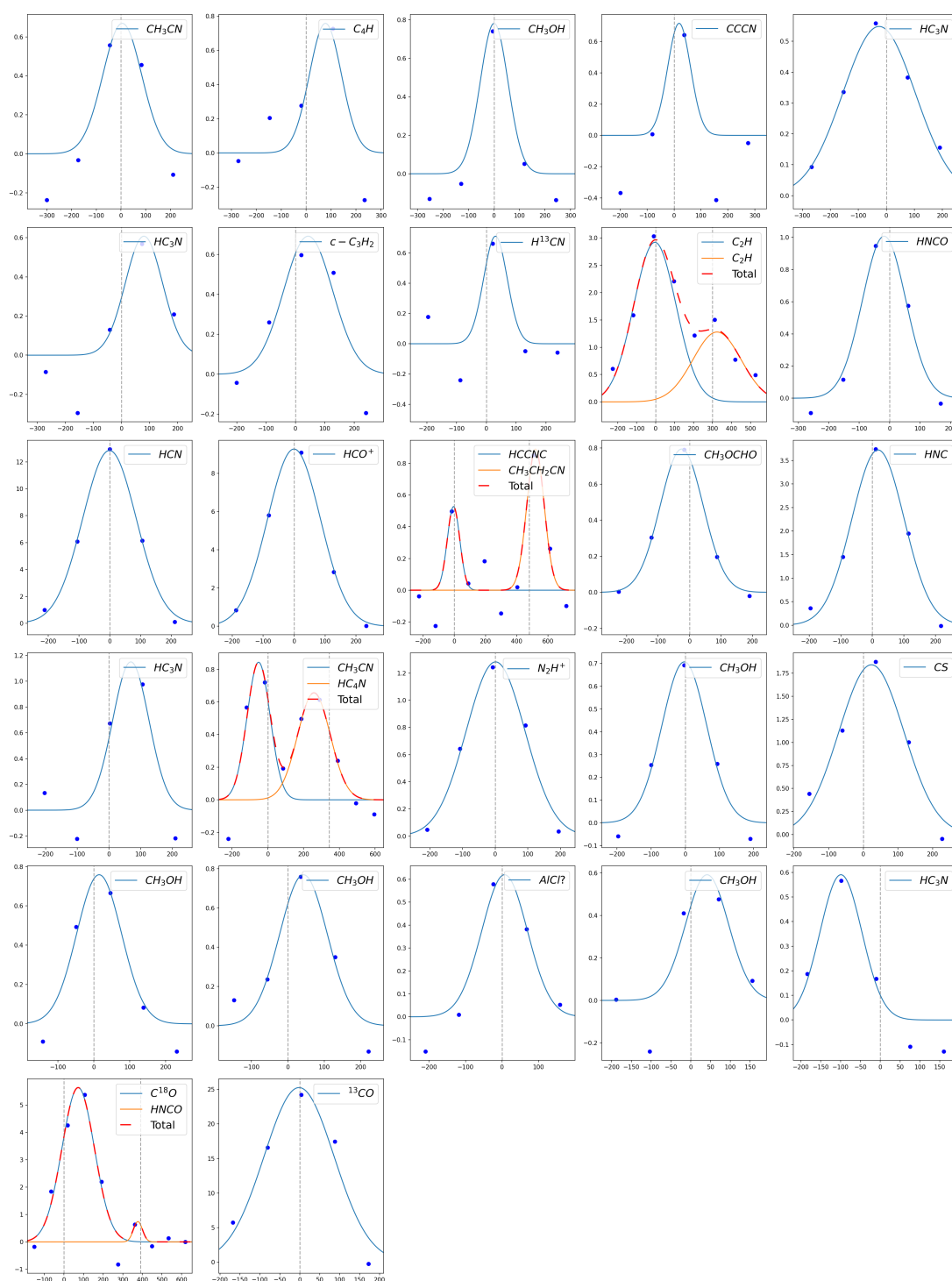


Figura E.2: Gaussianas ajustadas para la galaxia NGC2903.

E. TABLAS Y GRÁFICAS

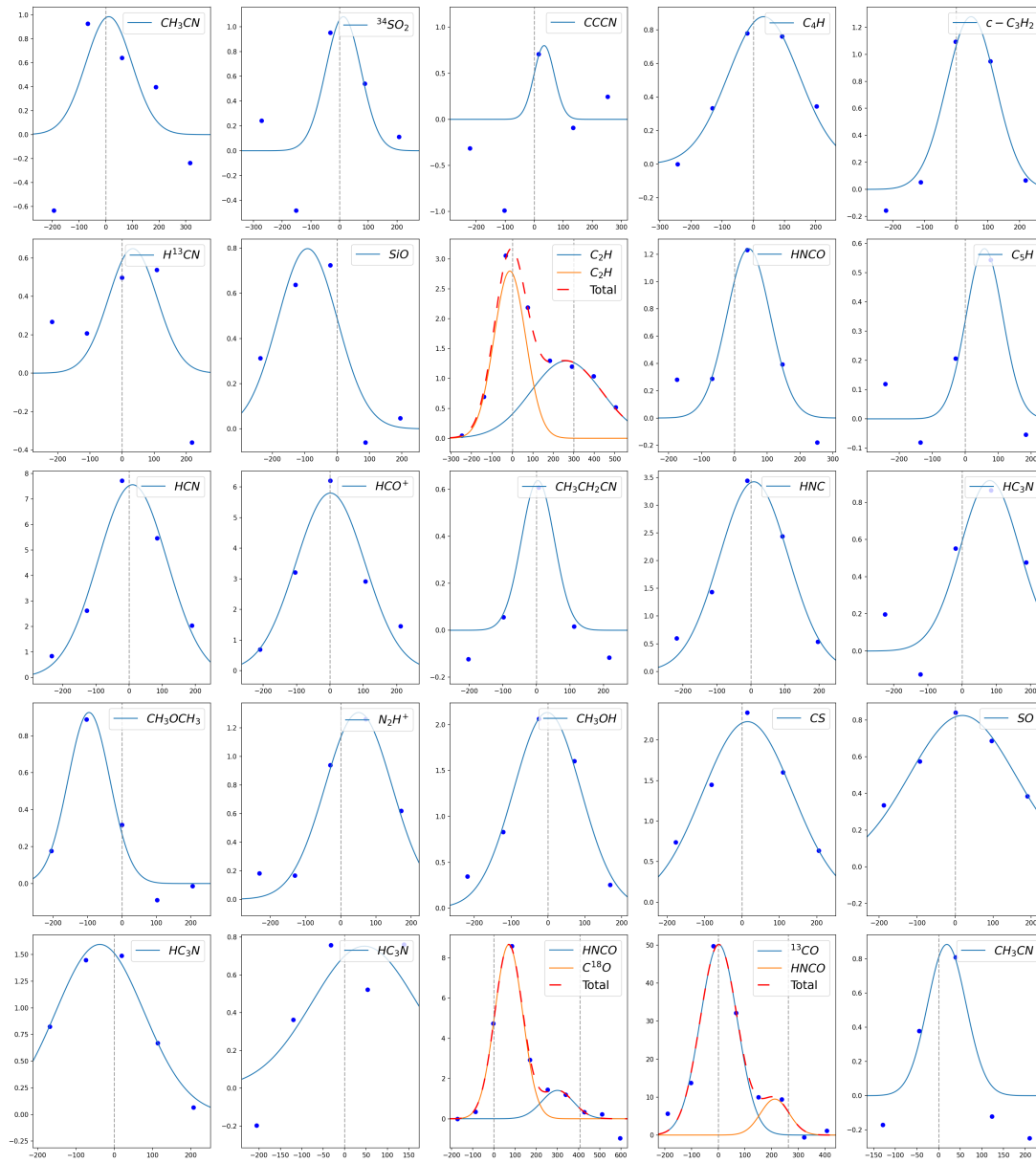


Figura E.3: Gaussianas ajustadas para la galaxia NGC891.

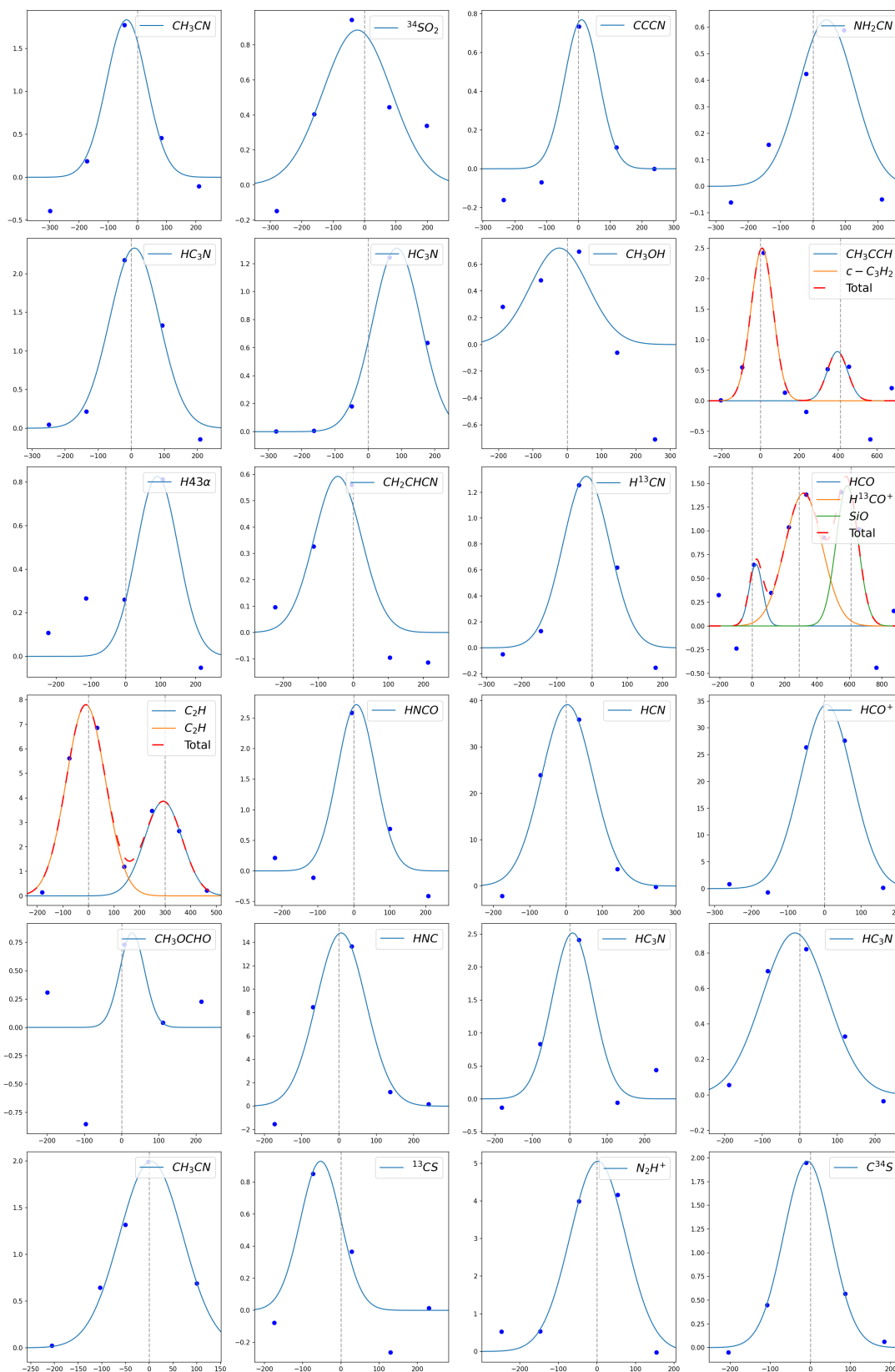


Figura E.4: Gaussinas ajustadas para la galaxia NGC6946.

E. TABLAS Y GRÁFICAS

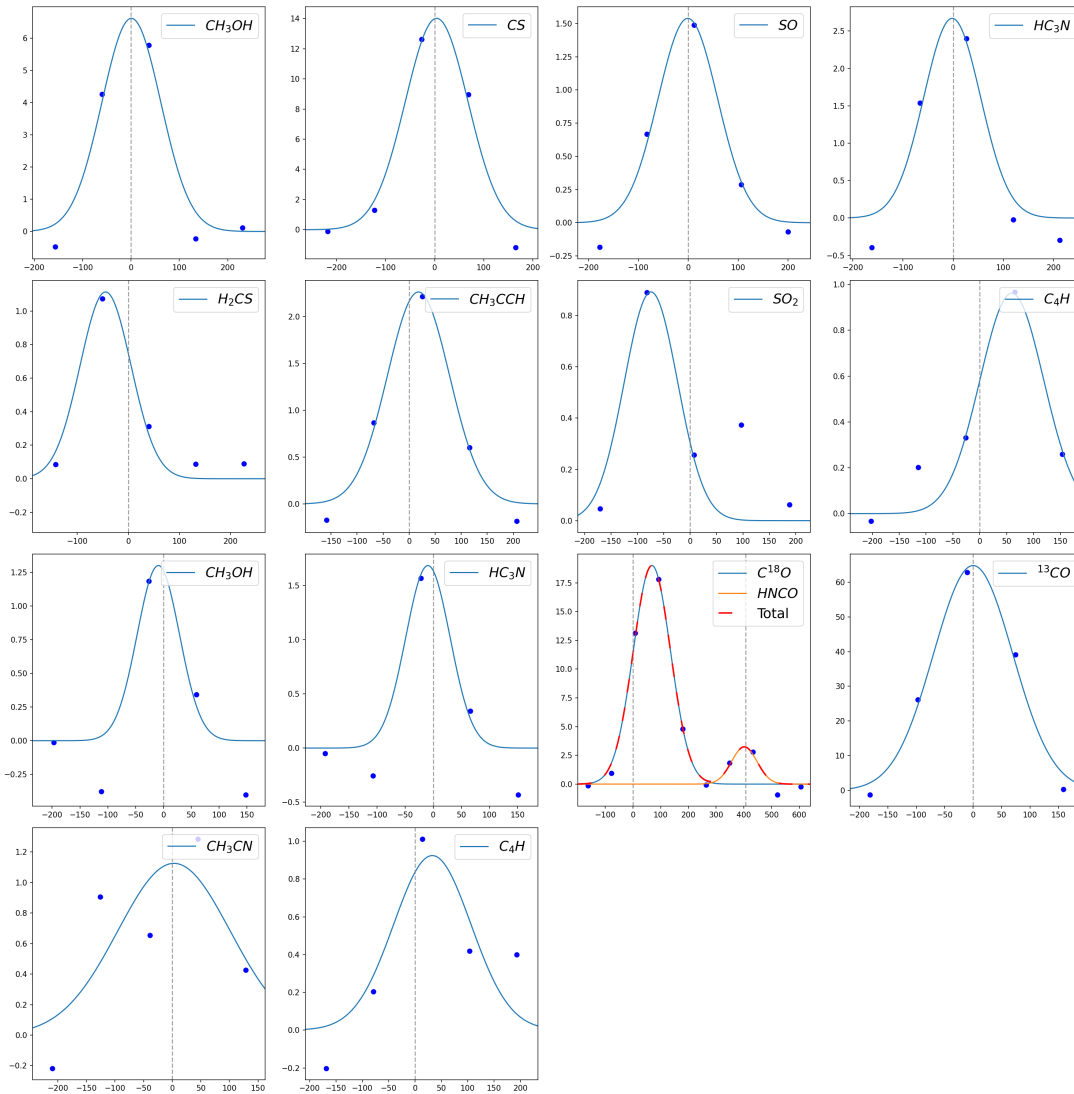


Figura E.5: Gaussinas ajustadas para la galaxia NGC6946.

Bibliografía

- Aalto, S. (2014). Physical conditions and chemistry of molecular gas in galactic centers. In Sjouwerman, L. O., Lang, C. C., and Ott, J., editors, *The Galactic Center: Feeding and Feedback in a Normal Galactic Nucleus*, volume 303 of *IAU Symposium*, pages 15–28.
- Aladro, R., Martín, S., Riquelme, D., Henkel, C., Mauersberger, R., Martín-Pintado, J., Weiß, A., Lefevre, C., Kramer, C., Requena-Torres, M., and Armijos-Abendaño, R. J. (2015). Lambda = 3 mm line survey of nearby active galaxies. , 579:A101.
- Aladro, R., Martín-Pintado, J., Martín, S., Mauersberger, R., and Bayet, E. (2011). CS, HC₃N, and CH₃CCH multi-line analyses toward starburst galaxies. The evolution of cloud structures in the central regions of galaxies. , 525:A89.
- Allamandola, L. J., Sandford, S. A., Tielens, A. G. G. M., and Herbst, T. M. (1992). Infrared Spectroscopy of Dense Clouds in the C-H Stretch Region: Methanol and “Diamonds”. , 399:134.
- Audouze, J. and Tinsley, B. M. (1976). Chemical evolution of galaxies. , 14:43–79.
- Bachiller, R. and Pérez Gutiérrez, M. (1997). Shock Chemistry in the Young Bipolar Outflow L1157. , 487(1):L93–L96.
- Bergin, E. A., Alves, J., Huard, T., and Lada, C. J. (2002). N₂H⁺ and C¹⁸O Depletion in a Cold Dark Cloud. , 570(2):L101–L104.
- Bolatto, A. D., Wolfire, M., and Leroy, A. K. (2013). The CO-to-H₂ Conversion Factor. , 51:207–268.
- Buta, R. J. (2019). Galaxy morphology. Part of the LEVEL5 Knowledge Base on Extragalactic Astronomy and Cosmology.
- Carrasco, E., Aretxaga, I., Irvine, W. M., and otros (2006). *El Gran Telescopio Miramétrico: Dos países vecinos exploran juntos el cosmos*. Instituto Nacional de Astrofísica Óptica y Electrónica, Tonantzintla, Puebla.

BIBLIOGRAFÍA

- Churchwell, E. (2002). The Formation and Early Evolution of Massive Stars. In Crowther, P., editor, *Hot Star Workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth*, volume 267 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 3.
- Churchwell, E. and Hollis, J. M. (1983). The kinetic temperature and CH₃CCH column density profiles in SGR B2, Orion and DR 21. , 272:591–608.
- Combes, F. (2007). The coupling of dynamics and molecular chemistry in galaxies. In Lemaire, J. L. and Combes, F., editors, *Molecules in Space and Laboratory*, page 2.
- Costagliola, F., Aalto, S., Rodriguez, M. I., Muller, S., Spoon, H. W. W., Martín, S., Pérez-Torres, M., Alberdi, A., Lindberg, J., Batejat, F., Jütte, E., van der Werf, P., and Lahuis, F. (2011). Molecules as tracers of galaxy evolution: an emir survey. i. presentation of the data and first results. , 528:A30.
- Coutens, A., Willis, E. R., Garrod, R. T., Müller, H. S. P., Bourke, T. L., Calcutt, H., Drozdovskaya, M. N., Jørgensen, J. K., Ligterink, N. F. W., Persson, M. V., Stéphan, G., van der Wiel, M. H. D., van Dishoeck, E. F., and Wampfler, S. F. (2018). First detection of cyanamide (nh₂cn) towards solar-type protostars. *Astronomy & Astrophysics*, 612:A107.
- Dupac, X., Bernard, J.-P., Boudet, N., Giard, M., Lamarre, J.-M., Mény, C., Pajot, F., Ristorcelli, I., Serra, G., and Stepnik, B. (2003). The complete submillimetre spectrum of NGC 891. , 344:105–120.
- Egret, D., Wenger, M., and Dubois, P. (1991). The SIMBAD astronomical database. In Albrecht, M. A. and Egret, D., editors, *Databases and On-line Data in Astronomy*, volume 171 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 79–88.
- Eibensteiner, C., Barnes, A. T., Bigiel, F., Schinnerer, E., Liu, D., Meier, D. S., Usero, A., Leroy, A. K., Rosolowsky, E., Puschnig, J., Lazar, I., Pety, J., Lopez, L. A., Emsellem, E., Bešlić, I., Querejeta, M., Murphy, E. J., den Brok, J., Schrubba, A., Chevance, M., Glover, S. C. O., Gao, Y., Grasha, K., Hassani, H., Henshaw, J. D., Jimenez-Donaire, M. J., Klessen, R. S., Kruijssen, J. M. D., Pan, H. A., Saito, T., Sormani, M. C., Teng, Y. H., and Williams, T. G. (2022). A 2-3 mm high-resolution molecular line survey towards the centre of the nearby spiral galaxy NGC 6946. , 659:A173.
- Endres, C. P., Schlemmer, S., Schilke, P., Stutzki, J., and Müller, H. S. P. (2016). The Cologne Database for Molecular Spectroscopy, CDMS, in the Virtual Atomic and Molecular Data Centre, VAMDC. *Journal of Molecular Spectroscopy*, 327:95–104.
- Erickson, Hughes, D. H., Jáuregui Correa, J.-C., Schloerb, N., Romero, J. G., Heyer, M., Reynoso, D. H., Narayanan, G., Perez-Grovas, A. S., Souccar, K., Wilson, G., and Yun, M. (2010). The Large Millimeter Telescope. volume 7733, page 773312.

-
- Galliano, F. (2004). *Multi-Wavelength Study of Nearby Dwarf Galaxies: Properties of Low-Metallicity Interstellar Media*. PhD thesis, CEA Saclay, Service d’Astrophysique.
- Gao, Y., Carilli, C. L., Solomon, P. M., and et al. (2007). Hcn and hco+ emission in nearby galaxies. *The Astrophysical Journal*, 660:L93–L96.
- García-Burillo, S. and Guélin, M. (1995). Molecular gas dynamics in NGC 891. , 299:657–665.
- Goldsmith, P. F. (2001). Molecular Cloud and Star Formation: A Review. , 277:3–21.
- Guélin, M. and Cernicharo, J. (2022). Organic Molecules in Interstellar Space: Latest Advances. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 9:787567.
- Hallas, T., Nemiroff, R., and Bonnell, J. (2015). Ngc 2903: A missing jewel in leo - astronomy picture of the day. <https://apod.nasa.gov/apod/ap150410.html>.
- Handa, T., Sofue, Y., Ikeuchi, S., Kawabe, R., and Ishizuki, S. (1992). A Molecular Spur in the Edge-on Galaxy NGC 891. , 44:L227–L230.
- Hartquist, T. W., Menten, K. M., Lepp, S., and Dalgarno, A. (1995). On the spatial coincidence of hydroxyl and methanol masers. , 272(1):184–188.
- Helou, G., Madore, B. F., Schmitz, M., Bica, M. D., Wu, X., and Bennett, J. (1991). The NASA/IPAC extragalactic database. In Albrecht, M. A. and Egret, D., editors, *Databases and On-line Data in Astronomy*, volume 171 of *Astrophysics and Space Science Library*, pages 89–106.
- Hughes, T. M., Foyle, K., Schrubba, A., Meidt, S. E., Leroy, A. K., Walter, F., Rosolowsky, E. W., Muñoz-Mateos, J.-C., Kennicutt, R. C., J., et al. (2014). Resolved analysis of cold dust and gas in NGC 891. , 565.
- Israel, F. P. (2023). Central molecular zones in galaxies: Multitransition survey of dense gas tracers HCN, HNC, and HCO⁺. , 671:A59.
- Israel, F. P., Gusten, R., and Lundgren, A. (2024). Central molecular zones in galaxies: 13CO(6-5) and molecular gas conditions in bright nearby galaxies. *arXiv e-prints*, page arXiv:2409.02987.
- Jackson, J. M., Eckart, A., Cameron, M., Wild, W., Ho, P. T. P., Pogge, R. W., and Harris, A. I. (1991). The Interstellar Medium of the Hot-Spot Galaxy NGC 2903. , 375:105.
- Jiménez-Donaire, M. J., Bigiel, F., Leroy, A. K., Usero, A., Cormier, D., Gallagher, M., Kramer, C., Pety, J., Schinnerer, E., and Tacconi, L. J. (2017). 13CO/C18O Gradients across the Disks of Nearby Spiral Galaxies. , 836:L29.

BIBLIOGRAFÍA

- Jiménez-Donaire, M. J., Bigiel, F., Leroy, A. K., Usero, A., Cormier, D., Puschig, J., Gallagher, M., Kepley, A., Bolatto, A., García-Burillo, S., Hughes, A., Kramer, C., Pety, J., Schinnerer, E., Schrubba, A., Schuster, K., and Walter, F. (2019). EMPIRE: The IRAM 30 m Dense Gas Survey of Nearby Galaxies. , 880(2):127.
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., and Donner, K. J. (2017). *Fundamental Astronomy*. Springer.
- Kelly, G., Viti, S., Bayet, E., Aladro, R., and Yates, J. (2015). Mapping CS in starburst galaxies: Disentangling and characterising dense gas. , 578:A70.
- Kennicutt, Jr., R. C. (1998). Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. , 36:189–232.
- Kitchin, C. (2007). *Galaxies in Turmoil: The Active and Starburst Galaxies and the Black Holes That Drive Them*. Astronomers' Universe. Springer, 1 edition.
- Krips, M., Crocker, A. F., Bureau, M., Combes, F., and Young, L. M. (2010). Molecular gas in SAURON early-type galaxies: detection of ^{13}CO and HCN emission. , 407(4):2261–2268.
- Leon, S., Jeyakumar, S., Pérez-Ramírez, D., Verdes-Montenegro, L., Lee, S. W., and Ocaña Flaquer, B. (2008). HCN(1-0) enhancement in the bar of NGC 2903. , 491(3):703–711.
- Li, F., Quan, D., Zhang, X., Li, X., and Esimbek, J. (2022). Quantum mechanical modeling of interstellar molecules on cosmic dusts: H_2O , NH_3 , and CO_2 . *Frontiers in Chemistry*, 10:1040703.
- Li, F., Tan, Q., Zhang, Z.-Y., Gao, Y., and Papadopoulos, P. P. (2021a). Isotopologues of dense gas tracers in nearby infrared bright galaxies. , 500:3567–3583.
- Li, F., Wang, J., Gao, F., Liu, S., Zhang, Z.-Y., Li, S., Gong, Y., Li, J., and Shi, Y. (2021b). Dense gas in local galaxies revealed by multiple tracers. , 503(3):4508–4528.
- Lindberg, J. E., Aalto, S., Costagliola, F., Pérez-Beaupuits, J. P., Monje, R., and Muller, S. (2011). A survey of HC_3N in extragalactic sources. Is HC_3N a tracer of activity in ULIRGs? , 527:A150.
- Loison, J.-C., Wakelam, V., Gratier, P., and Hickson, K. M. (2019). Chemical nitrogen fractionation in dense molecular clouds. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 484(2):2747–2756.
- Martín, S., Martín-Pintado, J., and Mauersberger, R. (2009). HNC O Abundances in Galaxies: Tracing the Evolutionary State of Starbursts. , 694(1):610–617.
- Meier, D. S., Walter, F., Bolatto, A. D., Leroy, A. K., Ott, J., Rosolowsky, E., Veilleux, S., Warren, S. R., Weiß, A., Zwaan, M. A., and Zschaechner, L. K. (2015). ALMA Multi-line Imaging of the Nearby Starburst NGC 253. , 801(1):63.

-
- Miettinen, O., Harju, J., Haikala, L. K., and Pomrén, C. (2006). SiO and CH₃CCH abundances and dust emission in high-mass star-forming cores. , 460(3):721–731.
- Millar, T. J. (1993). The Chemistry of Hot Molecular Cores. In Millar, T. J. and Williams, D. A., editors, *Dust and Chemistry in Astronomy*, page 249.
- Muraoka, K., Sorai, K., Kuno, N., Nakai, N., Nakanishi, H., Takeda, M., Yanagitani, K., Kaneko, H., Miyamoto, Y., Kishida, N., Hatakeyama, T., Umei, M., Tanaka, T., Tomiyasu, Y., Saita, C., Ueno, S., Matsumoto, N., Salak, D., and Morokuma-Matsui, K. (2016). Co multi-line imaging of nearby galaxies (coming). i. physical properties of molecular gas in the barred spiral galaxy ngc 2903. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 68(5):89.
- Nakajima, T., Takano, S., Kohno, K., Harada, N., and Herbst, E. (2018). A molecular line survey toward the nearby galaxies NGC 1068, NGC 253, and IC 342 at 3 mm with the Nobeyama 45 m radio telescope: Impact of an AGN on 1 kpc scale molecular abundances. , 70(1):7.
- Nandakumar, M. and Dutta, P. (2023). Large-scale turbulence cascade in the spiral galaxy NGC 6946. , 526(3):4690–4697.
- NOIRLab (2023). Image archive: Galaxies. <https://noirlab.edu/public/es/images/archive/category/galaxies/>.
- Ohishi, M. (2016). Search for complex organic molecules in space. In *Journal of Physics Conference Series*, volume 728 of *Journal of Physics Conference Series*, page 052002. IOP.
- Pearson, J. C., Drouin, B. J., and Pickett, H. M. (2005). Molecular Spectroscopy and Line Catalogs at JPL. In Lis, D. C., Blake, G. A., and Herbst, E., editors, *Astrochemistry: Recent Successes and Current Challenges*, volume 231, page 270.
- Popping, G., Pérez, I., and Zurita, A. (2010). Multiwavelength study of the star-formation in the bar of NGC 2903. , 521:A8.
- Priestley, F. D., Clark, P. C., Glover, S. C. O., Ragan, S. E., Fehér, O., Prole, L. R., and Klessen, R. S. (2023). NEATH - II. N₂H⁺ as a tracer of imminent star formation in quiescent high-density gas. , 526(4):4952–4960.
- Ramos Almeida, C. (2007). *Actividad nuclear y formación estelar en galaxias*. PhD thesis, Centro de Astrobiología (CSIC-INTA).
- Ramos Almeida, C. (2008). *Actividad nuclear y formación estelar en galaxias*. PhD thesis, Instituto de Astrofísica de Canarias.
- Rebolledo, D., Wong, T., Xue, R., Leroy, A., Koda, J., and Donovan Meyer, J. (2015). Scaling relations of the properties for co resolved structures in nearby spiral galaxies. , 808(1):99.

BIBLIOGRAFÍA

- Rejkuba, M. et al. (2009). Dust and molecular gas in edge-on spiral galaxies. .
- Remijan, A. J., Markwick-Kemper, A., and ALMA Working Group on Spectral Line Frequencies (2007). Splatalogue: Database for Astronomical Spectroscopy. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 211 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 132.11.
- Requena-Torres, M. A., Parise, B., Martin-Pintado, J., and Cernicharo, J. (2007). Investigating grain chemistry in the GC molecular clouds: the deuterium approach. ATNF proposal id.M245, Semester: April, 2007.
- Rodríguez-Fernández, N. J., Tafalla, M., Gueth, F., and Bachiller, R. (2010). HNCO enhancement by shocks in the L1157 molecular outflow. , 516:A98.
- Ruf, A., d’Hendecourt, L., and Schmitt-Kopplin, P. (2018). Data-Driven Astrochemistry: One Step Further within the Origin of Life Puzzle. *Life*, 8(2):18.
- Salgado, F., Morabito, L. K., Oonk, J. B. R., Salas, P., Toribio, M. C., Emig, K. L., Röttgering, H. J. A., and Tielens, A. G. G. M. (2017). Low-frequency carbon radio recombination lines. i. calculations of departure coefficients. *The Astrophysical Journal*, 837(2):142.
- Sanders, D. B. and Mirabel, I. F. (1996). Luminous infrared galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 34:749–792.
- Schinnerer, E., Böker, T., Emsellem, E., and Lisenfeld, U. (2006). Molecular Gas Dynamics in NGC 6946: A Bar-driven Nuclear Starburst “Caught in the Act”. , 649(1):181–200.
- Scoville, N. Z. and Sanders, D. B. (2016). Dense Molecular Gas and Star Formation in Galaxies. , 818:L25.
- Sewilo, M., Indebetouw, R., Charnley, S. B., Zahorecz, S., Oliveira, J. M., van Loon, J. T., Ward, J. L., Chen, C.-H. R., Wiseman, J., Fukui, Y., et al. (2018). The detection of hot cores and complex organic molecules in the large magellanic cloud. *The Astrophysical Journal Letters*, 853(2):L19.
- Shimonishi, T., Izumi, N., Furuya, K., and Yasui, C. (2021). The detection of a hot molecular core in the extreme outer galaxy. *The Astrophysical Journal*, 922(2):206.
- Sobolev, V. V. (1957). The Diffusion of $L\alpha$ Radiation in Nebulae and Stellar Envelopes. , 1:678.
- Sternberg, A. and Dalgarno, A. (1995). Chemistry in Dense Photon-dominated Regions.
- Tabatabaei, F. S., Schinnerer, E., Murphy, E. J., Beck, R., Groves, B., Meidt, S., Krause, M., Rix, H. W., Sandstrom, K., Crocker, A. F., Galametz, M., Helou, G., Wilson,

- C. D., Kennicutt, R., Calzetti, D., Draine, B., Aniano, G., Dale, D., Dumas, G., Engelbracht, C. W., Gordon, K. D., Hinz, J., Kreckel, K., Montiel, E., and Roussel, H. (2013). VizieR Online Data Catalog: Radio-farIR correlation in NGC 6946 (Tabatabaei+, 2013). VizieR On-line Data Catalog: J/A+A/552/A19. Originally published in: 2013A&A...552A..19T.
- Topal, S. (2020). Multiple-line study of molecular gas in spiral galaxy NGC 2903. *arXiv e-prints*, page arXiv:2005.06048.
- van der Kruit, P. C. (1984). Structure and dynamics of edge-on galaxies. .
- Wright, E. L. (2023). Ned wright's javascript cosmology calculator. <https://www.astro.ucla.edu/~wright/CosmoCalc.html>.
- Yamamoto, S. (2017). *Introduction to Astrochemistry: Chemical Evolution from Interstellar Clouds to Star and Planet Formation*. Springer.
- Zinnecker, H. and Yorke, H. W. (2007). Toward Understanding Massive Star Formation. , 45(1):481–563.