



Universidad de San Carlos de Guatemala

Facultad de Ingeniería

Escuela de Ciencias

**MOLÉCULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA  
ANÁLOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACIÓN: OBSERVACIÓN  
CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422**

**Alan Andrés García López**

Asesorado por el Dr. Eduardo Adolfo Rubio Herrera

Guatemala, abril de 2015

UNIVERSIDAD DE SAN CARLOS DE GUATEMALA



FACULTAD DE INGENIERÍA

**MOLÉCULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA  
ANÁLOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACIÓN: OBSERVACIÓN  
CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422**

TRABAJO DE GRADUACIÓN

PRESENTADO A LA JUNTA DIRECTIVA DE LA  
FACULTAD DE INGENIERÍA

POR

**ALAN ANDRÉS GARCÍA LÓPEZ**

ASESORADO POR EL DR. EDUARDO ADOLFO RUBIO HERRERA

AL CONFERÍRSELE EL TÍTULO DE  
**LICENCIADO EN FÍSICA APLICADA**

GUATEMALA, ABRIL DE 2015

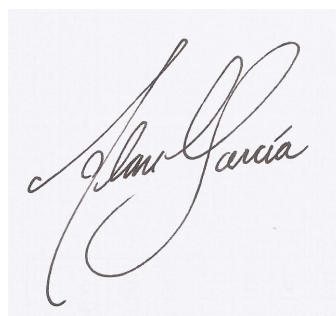


## HONORABLE TRIBUNAL EXAMINADOR

En cumplimiento con los preceptos que establece la ley de la Universidad de San Carlos de Guatemala, presento a su consideración mi trabajo de graduación titulado:

### **MOLÉCULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA ANÁLOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACIÓN: OBSERVACIÓN CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422**

Tema que me fuera asignado por la Dirección de la Escuela de Ciencias, con fecha 04 de noviembre de 2014.

A square box containing a handwritten signature in black ink. The signature is written in a cursive style and reads "Alan García".

**Alan Andrés García López**





Guatemala, 14 de febrero de 2015

Ing. Edwin Adalberto Bracamonte Orozco  
DIRECTOR, ESCUELA DE CIENCIAS  
FACULTAD DE INGENIERÍA  
USAC, Ciudad

Señor Director:

Por este medio informo que el estudiante de la carrera de Licenciatura en Física Aplicada, de la Facultad de Ingeniería, **ALAN ANDRÉS GARCÍA LÓPEZ**; con carné **2010-20130**; fue asesorado por el suscrito en su trabajo de graduación "**MOLÉCULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA ANÁLOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACIÓN: OBSERVACIÓN CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422**". Habiendo cumplido con los objetivos y metas propuestos para este trabajo, he procedido a la aprobación del mismo. Por lo que el contenido, conclusiones y recomendaciones de este trabajo es responsabilidad, tanto del autor como de su asesor.

Atentamente,

Dr. Eduardo A. Rubio Herrera  
ASESOR

**Eduardo A. Rubio Herrera**  
Licenciado en Física Aplicada -USAC-  
Maestro en Astrofísica -UNAM-  
Doctor en Astrofísica - Universidad de Amsterdam  
Coligiado 12469



Facultad de Ingeniería  
Departamento de Física

Ref.Depto.fis.0030-2015  
Guatemala, 16 de marzo del 2015

Ing. Edwin Adalberto Bracamonte  
DIRECTOR, ESCUELA DE CIENCIAS  
FACULTAD DE INGENIERIA  
USAC, Ciudad

Estimado Ingeniero Bracamonte:

Me dirijo a usted para informarle que he realizado la revisión del trabajo de graduación **“MOLECULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA ANALOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACION: OBSERVACION CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422”**, presentada por el estudiante **Alan Andrés García López**; con carné No. 2010-20130; y considerando que cumple con los objetivos de la carrera de Licenciatura en Física Aplicada, le doy mi aprobación.

Muy Atentamente,

“ID Y ENSEÑAD A TODOS”

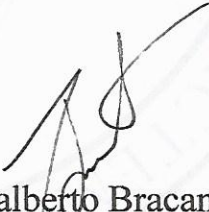
Lic. Ricardo Enrique Contreras Folgar  
Coordinador, Lic. En Física Aplicada  
Departamento de Física  
Facultad de Ingeniería



c.c. Archivo



El Director de la Escuela de Ciencias de la Facultad de Ingeniería de la Universidad de San Carlos de Guatemala, después de conocer el dictamen del asesor, con el visto bueno del Coordinador de la Carrera de Licenciatura en Física Aplicada al trabajo de graduación del estudiante *Alan Andrés García López*, titulado “*MOLÉCULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA ANÁLOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACIÓN: OBSERVACIÓN CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422*”, procede a la autorización del mismo.

  
Ing. Edwin Adalberto Bracamonte Orozco  
Director Escuela de Ciencias



Guatemala, 22 de abril de 2015

EABOP/scvs





El Decano de la Facultad de Ingeniería de la Universidad de San Carlos de Guatemala, luego de conocer la aprobación por parte del Director de la Escuela de Ciencias, al trabajo de graduación titulado: **MOLÉCULAS COMPLEJAS EN UNA PROTOESTRELLA ANÁLOGA AL SISTEMA SOLAR EN FORMACIÓN: OBSERVACIÓN CON EL TELESCOPIO ALMA A IRAS 16293-2422**, presentado por el estudiante universitario: **Alan Andrés García López**, y después de haber culminado las revisiones previas bajo la responsabilidad de las instancias correspondientes, se autoriza la impresión del mismo.

IMPRÍMASE.

Ing. Angel Roberto Sic García  
DECANO



Guatemala, abril de 2015

/cc

# ÍNDICE GENERAL

ÍNDICE DE ILUSTRACIONES . . . . .	III
LISTA DE SÍMBOLOS . . . . .	V
GLOSARIO . . . . .	VII
RESUMEN . . . . .	IX
OBJETIVOS . . . . .	XI
INTRODUCCIÓN . . . . .	XIII
1. FORMACIÓN ESTELAR . . . . .	1
1.1 Objeto estelar joven y su clasificación . . . . .	1
1.2 Objeto clase 0 y evolución posterior . . . . .	2
1.3 Regiones de formación estelar . . . . .	6
2. ESPECTROSCOPIA ROTACIONAL . . . . .	11
2.1 Niveles de energía rotacionales y vibracionales . . . . .	11
2.2 Reglas de selección . . . . .	16
2.3 Población relativa y equilibrio termodinámico local . . . . .	18
2.4 Diagrama de población . . . . .	21
2.5 Intensidad integrada y densidad columnar . . . . .	23
3. MOLÉCULAS INTERESTELARES . . . . .	27
3.1 Moléculas orgánicas complejas . . . . .	28
3.2 Química de ambientes protoestelares . . . . .	33
3.2.1 Fase fría . . . . .	33
3.2.2 Fase de calentamiento . . . . .	36
3.2.3 Fase de núcleo caliente . . . . .	38

4. TELESCOPIO ALMA . . . . .	39
4.1 Principios de interferometría . . . . .	41
4.2 Características del telescopio ALMA . . . . .	45
4.3 Otros interferómetros e instrumentos milimétricos . . . . .	46
5. PROTOESTRELLA IRAS 16293-2422. . . . .	51
5.1 Información básica de la protoestrella . . . . .	51
5.2 Datos de verificación científica de ALMA . . . . .	52
6. IDENTIFICACIÓN DE LÍNEAS ESPECTRALES . . . . .	57
6.1 Software: CASSIS . . . . .	57
6.2 Estrategias para la identificación de líneas . . . . .	58
6.3 Líneas identificadas y sus parámetros . . . . .	64
6.4 Resumen de la identificación de líneas . . . . .	67
7. ANÁLISIS DE LÍNEAS ESPECTRALES . . . . .	71
7.1 Líneas de metanol y diagrama de población . . . . .	71
7.2 Temperatura rotacional . . . . .	74
7.3 Densidad columnar de especies identificadas . . . . .	80
CONCLUSIONES . . . . .	91
RECOMENDACIONES . . . . .	93
BIBLIOGRAFÍA . . . . .	95
APÉNDICE . . . . .	99

# ÍNDICE DE ILUSTRACIONES

## FIGURAS

1.	Clasificación de los objetos estelares jóvenes . . . . .	3
2.	Visión actual de la evolución protoestelar de baja masa . . . . .	5
3.	Imágenes de discos protoplanetarios . . . . .	7
4.	Disco protoplanetario de HL Tauri observado con ALMA . . . . .	8
5.	Región de formación estelar de $\rho$ Ophiuchi . . . . .	9
6.	Diagrama de rotación . . . . .	21
7.	Espectro con las líneas de la especie aminoacetonitrilo . . . . .	32
8.	Evolución del polvo y las moléculas en una protoestrella . . . . .	37
9.	Radiotelesco de Arecibo . . . . .	40
10.	Esquema de un interferómetro de dos elementos . . . . .	44
11.	Conjunto Compacto de Atacama (ACA) . . . . .	46
12.	Radio-interferómetro Very Large Array . . . . .	47
13.	Arreglo interferométrico Plateau de Bure interferometer . . . . .	49
14.	Estructura de I16293 y espectros para las fuentes A y B . . . . .	53
15.	Espectro de I16293 fuente A y B con líneas de glicolaldehído . . . . .	55
16.	Ventana principal del programa CASSIS. . . . .	59
17.	Espectro simulado de acetaldehído . . . . .	61
18.	Modelo LTE para metanol . . . . .	63
19.	Espectro con líneas identificadas, parte 1 . . . . .	69
20.	Espectro con líneas identificadas, parte 2 . . . . .	70
21.	Mapa de intensidad integrada para metanol deuterado . . . . .	72
22.	Diagrama de rotación para metanol deuterado . . . . .	73
23.	Mapa de temperatura rotacional para la envoltura interna . . . . .	75
24.	Mapa de temperatura rotacional para varias especies . . . . .	78
25.	Diagrama de rotación para varias especies orgánicas . . . . .	79

26.	Mapa de densidad columnar $N$ para metanol deuterado . . . . .	83
27.	Mapa de densidad columnar $N$ para varias especies . . . . .	84
28.	Evolución química de especies deuteradas . . . . .	88

## TABLAS

I.	Moléculas orgánicas complejas interestelares . . . . .	31
II.	Transiciones identificadas en ventana 688,4897 - 690,3625 GHz . . . . .	65
III.	Líneas sin identificar en el estudio espectral . . . . .	66
IV.	Resumen de especies identificadas . . . . .	68
V.	Transiciones de metanol para diagrama de rotación . . . . .	71
VI.	Función de partición $Z$ para $\text{CH}_2\text{DOH}$ . . . . .	81
VII.	Temperatura rotacional y densidad columnar de I16293-B . . . . .	82
VIII.	Abundancias relativas de especies deuteradas . . . . .	89



## LISTA DE SÍMBOLOS

Símbolo	Significado
$\Delta J$	Cambio en el número cuántico rotacional $J$
$A_{ij}$	Coficiente de Einstein
$k$	Constante de Boltzmann $1,3806 \times 10^{-23}$ J/K
$g_u$	Degeneración del nivel superior
$N$	Densidad columnar
$E_u$	Energía del nivel superior
$Z$	Función de partición
$L_{\odot}$	Luminosidad solar $3,486 \times 10^{26}$ W
$M_{\odot}$	Masa solar $1,938 \times 10^{30}$ kg
$J$	Número cuántico rotacional



## GLOSARIO

<b>Clase 0</b>	Etapa evolutiva de una protoestrella que se caracteriza por la ausencia de emisión en infrarrojo y una alta emisión en la parte milimétrica del espectro electromagnético.
<b>Densidad columnar</b>	Número de partículas contenidas en un cilindro con base de $1 \text{ cm}^2$ cuya longitud es la distancia recorrida por la línea que une al observador con el objeto astronómico en cuestión.
<b>Deuteración</b>	Formación preferencial de especies químicas con deuterio en sustitución de hidrógeno provocada por las bajas temperaturas de la nube interestelar.
<b>Diagrama de rotación</b>	Gráfica del logaritmo de la densidad columnar de cierta especie química en función de la energía del nivel superior de una transición rotacional molecular.
<b>Especie</b>	Compuesto químico presente en el objeto astronómico.

<b>Protoestrella</b>	Estrella en formación, surge del colapso gravitacional de un fragmento dentro de una nube interestelar.
<b>Temperatura rotacional</b>	Temperatura determinada a partir de la técnica del diagrama de rotación, que implica la medición de transiciones rotacionales moleculares.
<b>Transición molecular</b>	Cambio de nivel de energía en la estructura interna de la molécula, interpretado bajo los principios de la mecánica cuántica.

## RESUMEN

Se presenta un estudio de identificación de líneas espectrales en una protoestrella de baja masa conocida como IRAS 16293-2422, realizado con observaciones del proceso de verificación científica del telescopio ALMA en la banda espectral 9. El resultado final de este estudio son 88 transiciones moleculares identificadas, principalmente de moléculas orgánicas complejas.

Ciertas especies químicas son útiles para emplear la técnica de diagrama de rotación. Esta técnica permite inferir la temperatura y la densidad columnar de las especies moleculares en una nube, asumiendo que las líneas son ópticamente delgadas y que existe equilibrio termodinámico local. A partir de las líneas de metanol deuterado ( $\text{CH}_2\text{DOH}$ ), acetaldehído ( $\text{CH}_3\text{CHO}$ ), metanol con variación isotópica ( $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ ) y formaldehído doblemente deuterado ( $\text{D}_2\text{CO}$ ) se elaboraron mapas de la temperatura rotacional y la densidad columnar en la envoltura interior ( $\sim 100$  AU, desde el centro de emisión) de IRAS 16293-2422 fuente B.

Con los mapas obtenidos es posible apreciar la estructura de la protoestrella, y más importante aún, determinar cocientes de especies deuteradas respecto a especies isotópicamente más comunes. Los cocientes que se evaluaron son  $\text{CH}_2\text{DOH}/\text{CH}_3\text{OH}$  y  $\text{D}_2\text{CO}/\text{H}_2\text{CO}$ . Estos resultaron ser mayores en 3 ordenes de magnitud que el cociente D/H observado en el medio interestelar, hecho que apunta a la formación de compuestos deuterados en las regiones frías de la envoltura exterior de la protoestrella y su migración posterior, por medio del colapso, hacia la envoltura interior caliente en dirección del núcleo protoestelar.



# OBJETIVOS

## General

Realizar la identificación y el análisis de líneas de emisión molecular en la protoestrella de baja masa IRAS 16293-2422.

## Específicos

1. Revisar la teoría de espectroscopia molecular y su aplicación astrofísica, específicamente, en el estudio de las regiones de formación estelar.
2. Obtener un censo de especies moleculares con los datos de verificación científica del telescopio ALMA (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array) en la banda 9 que opera a 0,4 mm en longitud de onda.
3. Emplear las transiciones moleculares identificadas para inferir propiedades físicas de la protoestrella IRAS 16293-2422 como temperatura y densidad de ciertas especies moleculares.
4. Inferir características cinemáticas y estructurales de la protoestrella con base en las propiedades físicas derivadas de las transiciones moleculares.
5. Aplicar conocimientos adquiridos en los cursos de la Licenciatura en Física Aplicada, como termodinámica, mecánica estadística y programación de computadoras, en un problema astronómico.

6. Adquirir experiencia en el uso del software que manipula espectros astronómicos, en particular, para la identificación de especies moleculares.



# INTRODUCCIÓN

Uno de los problemas principales de la astrofísica es explicar el origen de los objetos observados en el cosmos. Se busca responder preguntas del tipo: ¿Cómo surgió el universo? ¿Cómo se formaron las primeras galaxias? ¿Cómo se forman los planetas alrededor de las estrellas? Una de estas cuestiones fundamentales es el proceso de formación estelar, que a pesar de ser estudiado desde hace varias décadas, aún tiene importantes enigmas por resolver. Entre ellos se encuentra la influencia del magnetismo en el colapso de las nubes prestelares, el efecto de los rayos cósmicos que inciden desde fuentes externas o el surgimiento de compuestos orgánicos complejos dentro de la envoltura de la protoestrella.

Este último problema es el que se trata en este trabajo. Mediante un espectro de emisión es posible identificar las especies químicas que se encuentran en un ambiente protoestelar, particularmente, las transiciones rotacionales de las moléculas son observadas en un espectro dentro del rango de longitudes de onda milimétricas y submilimétricas. Para ello, se emplean grandes radiotelescopios conectados entre sí que utilizan la técnica de interferometría. El más moderno de los telescopios de este tipo es el Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA), en el desierto de Atacama al norte de Chile, y está diseñado para estudiar las regiones de formación estelar con una resolución espacial nunca antes vista: a escalas comparables a las distancias dentro del sistema solar. Esto permitirá comprender con gran detalle la estructura física de los cuerpos protoestelares: los núcleos, las envolturas, las ondas de choque y los discos protoplanetarios, entre otros. Asimismo, la alta resolución espectral en las observaciones hace posible la identificación de una gran cantidad de transiciones moleculares en pequeños intervalos de frecuencia, que con los crite-

rios y las técnicas adecuadas, puede conducir a la detección de especies nunca antes observadas en las regiones de formación estelar.

Las observaciones utilizadas en este estudio son de una protoestrella de baja masa conocida como IRAS 16293-2422. Se dice que es de baja masa porque tiene una masa similar al Sol, característica importante considerando que uno de los objetivos primordiales de la teoría de formación estelar es comprender cómo se forman los sistemas planetarios como el Sistema Solar. Más interesante aún, cuales son las condiciones para que los planetas capaces de albergar vida puedan surgir y cómo los compuestos complejos orgánicos complejos, precursores de la vida, pueden llegar o producirse en los diferentes tipos de planetas. Entender la formación de estrellas de baja masa es el primer paso para entender el origen de la vida como se conoce.

Este trabajo presenta, en concreto, un análisis de las observaciones del telescopio ALMA a IRAS 16293-2422, y es el resultado de una estancia de verano en el Observatorio astronómico de Leiden, Universidad de Leiden, Países Bajos, llamada *Leiden/ESA Astrophysics Program for Summer students*. Durante dos meses y medio que duró la estancia, el autor pudo aprender las técnicas de identificación de especies moleculares en espectros astronómicos y a desarrollar un programa en el lenguaje de programación Python para interpretar físicamente las líneas espectrales identificadas. Es importante resaltar que el Observatorio de Leiden mantiene una intensa actividad científica entorno a la formación estelar y planetaria, así como, la astroquímica observacional y de laboratorio. Sin duda alguna, este campo de la astronomía representa una gran oportunidad para los científicos jóvenes tomando en cuenta la capacidad para generar datos que tienen los telescopios de nueva generación como ALMA y los retos que implica su interpretación y análisis, no solo en formación de estrellas y planetas, también en astrofísica galáctica y de escala cosmológica.

A continuación se hace un resumen del contenido de este informe. En el capítulo 1 se presenta la teoría de formación estelar haciendo especial énfasis en la clasificación de los objetos estelares jóvenes. La espectroscopia rotacional, es decir, el estudio de las transiciones moleculares y su aplicación para inferir propiedades físicas, se detallan en el capítulo 2. El capítulo 3 es una reseña de la detección de moléculas interestelares, especialmente, las moléculas orgánicas complejas en ambientes protoestelares.

En los capítulos 4 y 5 se introduce al lector al telescopio ALMA y al objeto de observación IRAS 16293-2422, respectivamente. En otras palabras, se introducen algunos principios básicos de radioastronomía e interferometría, los detalles técnicos de ALMA y una comparación con los telescopios anteriores. También se presenta la información sobre IRAS 16292-2422 conocida hasta ahora, tal como la estructura binaria, sus propiedades físicas y cómo los datos de Verificación Científica de ALMA, las observaciones en las que se basa este estudio, han ayudado a entender algunos aspectos físicos y químicos de esta protoestrella.

Los dos capítulos finales son la esencia de este documento, estos presentan los resultados de la identificación de líneas espectrales y las propiedades físicas obtenidas a partir de la técnica de diagrama de rotación. El capítulo 6 detalla el procedimiento empleado para asociar las líneas con una transición rotacional molecular y muestra las especies identificadas con parámetros provenientes de ajustes Gaussianos. Por último, el capítulo 7 muestra los mapas de temperatura y densidad columnar obtenidos para cuatro especies químicas, y se realiza una interpretación de los cocientes de compuestos con deuterio y el fenómeno de deuteración en la envoltura de una protoestrella.



# 1. FORMACIÓN ESTELAR

Las estrellas se forman a partir de nubes interestelares densas, las cuales están compuestas por gas frío atómico y molecular, principalmente hidrógeno, aunque pueden presentar una gran variedad de compuestos químicos. Estas nubes se contraen en ausencia de soporte magnético y turbulencia debido a la atracción gravitacional propia. Eventualmente, la nube se fragmenta en piezas más pequeñas que continúan contrayéndose y pueden dar lugar a la formación de varias decenas y hasta centenares de estrellas. Se considera que la formación de estrellas es iniciada por un evento externo, como la onda de choque de una supernova o la presión producida por una estrella masiva en los alrededores, que hace que el material se compacte hasta que la presión dentro de la nube ya no puede resistir el empuje hacia adentro provocado por la gravedad. Un fragmento de material ligado gravitacionalmente recibe el nombre de objeto protoestelar u objeto estelar joven (YSO<sup>1</sup>, por sus siglas en inglés).

## 1.1. Objeto estelar joven y su clasificación

Tradicionalmente, los diferentes tipos de objetos protoestelares están relacionados con su distribución espectral de energía (SED, por sus siglas en inglés). Esta distribución es una gráfica de brillo o densidad de flujo en función de la frecuencia o longitud de onda de la radiación emitida. En 1987 C.J. Lada realizó la clasificación de los YSOs, con base en la pendiente de la SED, que denominó índice espectral  $\alpha$ ,

---

<sup>1</sup>Young Stellar Object (YSO)

definido de la siguiente forma

$$\alpha = \frac{d \log (\lambda F_{\lambda})}{d \log \lambda} \quad (1.1)$$

donde  $\lambda$  es la longitud de onda y  $F_{\lambda}$  la densidad de flujo. Convencionalmente, la derivada se evalúa por diferenciación numérica del flujo entre 2.2 y 10  $\mu m$ . Las fuentes con  $\alpha > 0$  se dice que son “Clase I”, y están asociados con núcleos densos. En el intervalo de  $-1.5 < \alpha < 0$  se encuentran los objetos “Clase II”, mientras que un  $\alpha < -1,5$  es característico de la “Clase III”. Finalmente, una “Clase 0” (Greene et al. 1994, Andre et al. 1993) fue añadida a la clasificación original considerando a ciertas protoestrellas tan inmersas en el núcleo preestelar que solo pueden ser detectadas en la parte del lejano infrarrojo y milimétrica del espectro electromagnético ( $\lambda < 20 \mu m$ ).

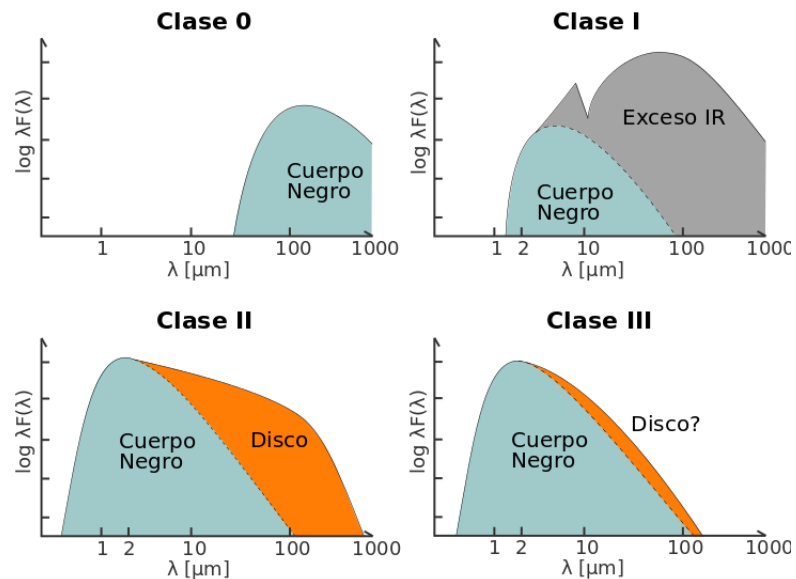
## 1.2. Objeto clase 0 y evolución posterior

Este trabajo de graduación se limita a estudiar las propiedades de un objeto estelar joven ampliamente estudiado por su cercanía: IRAS 16293-2422. Existe un capítulo dedicado a la descripción de este objeto (Capítulo 5), sin embargo, es necesario indicar que se clasifica como un objeto Clase 0.

Cuando el objeto protoestelar está totalmente sumergido en el núcleo frío del que surgió se clasifica como un objeto Clase 0. Dos características físicas importantes que identifican a este objeto son: a) la masa central es más pequeña que la envoltura, b) la distribución espectral de energía es similar a la de un cuerpo negro de  $T \leq 30$  K. La etapa como Clase 0 tiene una duración de  $10^4 - 10^5$  años y durante ella se da la formación de un disco de acreción debido a la conservación del momento angular

en el núcleo. Adicionalmente, posterior a la formación del disco, un viento estelar irrumpe a lo largo del eje de rotación y se genera un flujo bipolar que transmite energía al material de los alrededores.

Figura 1. Clasificación de los objetos estelares jóvenes



Fuente: Magnus Persson, figshare.com. Consulta: agosto de 2014.

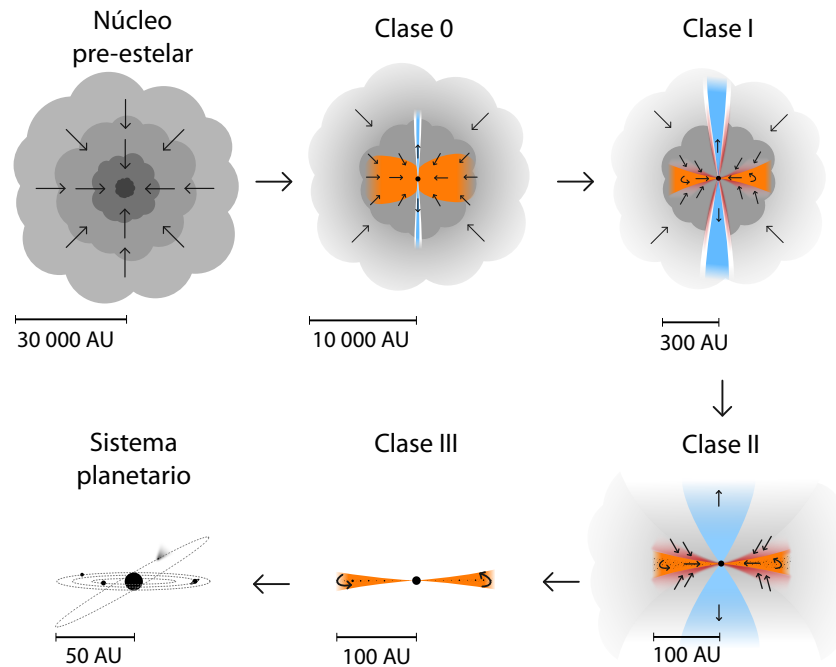
En el eje vertical se contabiliza el flujo de energía del objeto y en el eje horizontal la longitud de onda de la radiación. Los objetos Clase 0 solo presentan la emisión de un cuerpo negro, mientras la Clase I tiene un exceso infrarrojo que puede superar a la emisión de cuerpo negro. En la Clase II se observa la emisión de cuerpo negro de un disco, estas curvas se asocian a estrellas de presecuencia principal con discos circumestelares significativos (Estrella T-Tauri clásica). Finalmente, la Clase III representa una estrella de presecuencia principal que ya no acreta una cantidad significativa de material (Estrella T-Tauri evolucionada con disco débil o sin disco).

En el ámbito de la química, el proceso de acreción conlleva al calentamiento del material y esto resulta en la evaporación de polvo y el surgimiento de química de alta temperatura, lo que significa que las barreras de alta energía para que se desarrollen las reacciones químicas son superadas en regiones donde la temperatura se eleva desde decenas hacia cientos de Kelvin. Este es un paso importante en la formación de moléculas orgánicas complejas. Adicionalmente, el flujo bipolar, si es suficientemente poderoso, produce sublimación de ciertas especies moleculares, por ejemplo SiO, las cuales son un indicador de los procesos físicos que ocurren en el núcleo protoestelar.

Otra contribución importante del flujo bipolar es la transmisión de energía y momento angular desde la protoestrella hacia la envoltura protoestelar causando la disipación del núcleo protoestelar. El período de disipación está relacionado con la etapa en la cual la protoestrella se identifica como Clase I. Esta fase es desarrollada en un período de  $1 - 2 \times 10^5$  y además incluye una expansión de la cavidad del flujo bipolar. Cuando la envoltura ha sido totalmente disipada y solamente permanece el disco protoplanetario y la protoestrella, el objeto ha alcanzado la etapa conocida como Clase II.



Figura 2. **Visión actual de la evolución protoestelar de baja masa**



Fuente: Magnus Persson, figshare.com. Consulta: agosto de 2014.

Visión actual de la evolución protoestelar para estrellas de baja masa. Se muestra cómo se da la contracción en un fragmento de nube interestelar hasta el apareamiento de un sistema planetario. La secuencia inicia con un núcleo preestelar que colapsa gravitacionalmente. Hacia la derecha, evoluciona en un objeto Clase 0, véase como el tamaño se reduce en una tercera parte. El objeto Clase 0 presenta flujo bipolar provocados por los vientos expedidos desde el núcleo protoestelar que son obstruidos por la presencia de un disco de acreción. En otras palabras, los vientos solo pueden salir en la dirección perpendicular al disco. Cuando alcanza la Clase I, el tamaño del cuerpo protoestelar es 1 000 veces menor que el espacio que ocupa el fragmento de nube del que se formó. Además, la disipación de la envoltura de material se hace más evidente. Abajo, de derecha a izquierda, se muestra el despeje del material de los alrededores en las Clase II y III. Por último, surge un sistema planetario que puede ser como el Sistema Solar, con varios planetas y cuerpos menores, entre los que destacan los asteroides y los cometas.

### 1.3. Regiones de formación estelar

La formación de estrellas se desarrolla, principalmente, en las Nubes Moleculares Gigantes (GMC)<sup>2</sup>. El hidrógeno en estas nubes se encuentra en fase molecular, de allí el nombre asignado a las mismas, y la masa típica es  $\sim 10^5 M_{\odot}$ , un diámetro que varía entre 10-100 pc, y densidades de  $n_{H_2} \sim 10^2 \text{ cm}^{-3}$  y temperaturas  $\sim 10$  K. El balance de energía dentro de estos sitios está controlado por el calentamiento producido por rayos cósmicos, la radiación ultravioleta de las estrellas y, en algunos casos, por ondas de choque provenientes de supernovas y el enfriamiento provocado por el polvo y la emisión de los gases presentes. La Vía Láctea alberga alrededor de 1 000 nubes moleculares gigantes, entre las que destacan el complejo de Orión de nubes moleculares gigantes, el complejo de Tauro y el complejo de  $\rho$  Ophiuchi.

El complejo de Orión es el sitio de formación de estrellas masivas más cercano a una distancia de  $\sim 400$  pc. Forma parte de un sistema de nubes de formación estelar más grande, que se compone de dos segmentos principales, Orión A y Orión B, cada uno una masa de  $\sim 10^5 M_{\odot}$ . El complejo tiene una edad de alrededor 12 millones de años y se considera que ha contenido asociaciones de estrellas masivas evolucionadas que han experimentado entre 10 y 20 supernovas, que a su vez han acelerado la formación de estrellas en Orión A por medio de compresión del material.

Observaciones del telescopio espacial Hubble han producido imágenes de discos circumestelares asociados a objetos jóvenes en la Nebulosa de Orión, las cuales representan una prueba de la validez de la teoría de formación estelar. Dos de estas imágenes se muestran en la figura 3. El telescopio ALMA, en recientes publicaciones, ha producido la imagen con mayor detalle de un disco protoplanetario en la estrella HL Tauri en el complejo de Tauro a 450 años-luz de la Tierra. Esta imagen revela la

---

<sup>2</sup>Por sus siglas en inglés, Giant Molecular Cloud

estructura de un disco protoplanetario con surcos que pueden contener planetas en formación. La edad estimada para esta estrella T-Tauri es 100 000 años, hecho que generó controversia en la comunidad de formación planetaria, dado que no se espera que dicha escala de tiempo se pueda formar un disco con tales características.

**Figura 3. Imágenes de discos protoplanetarios**

(a) Posibles discos protoplanetarios

(b) Material que envuelve una protoestrella

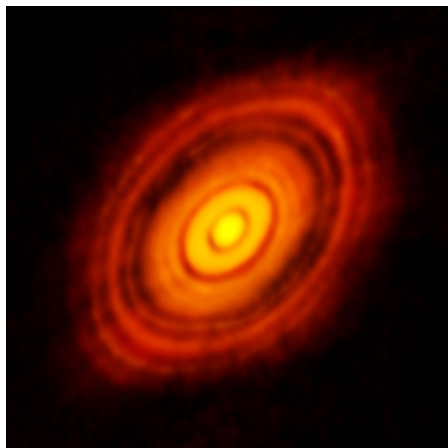


Fuente: Hubble Observatory. [www.hubblesite.org](http://www.hubblesite.org). Consulta: enero de 2015.

(a) Se muestra una vista del Telescopio Espacial Hubble de la Nebulosa de Orión que revela la presencia de cinco estrellas. Cuatro de ellas están rodeadas por gas y polvo que orbitan alrededor de cada estrella. Este material se asocia a discos protoplanetarios y podrían conducir a la formación de planetas en posteriores etapas evolutivas. (b) Se presenta una estrella con una edad aproximada de 300 000 millones de años aproximadamente tomada con el Telescopio Espacial Hubble en la Nebulosa de Orión. La estrella está rodeada por material que se estima tiene una masa de cinco veces la masa de la Tierra y tiene un diámetro de 7,5 veces el diámetro del Sistema Solar.

La región de formación estelar que contiene a la protoestrella IRAS 16293-2422, el objeto que se observa en este estudio, es el complejo de  $\rho$  Ophiuchi. Este complejo es uno de los sitios de formación de estrellas de baja masa más estudiados. Según estudios en el infrarrojo y en rayos X, esta región alberga una asociación de más de 300 objetos estelares jóvenes, con una edad en el orden de 0,3 a 1 millón de años. De hecho, la clasificación original de objetos estelares jóvenes se introdujo con base en los objetos observados en esta región de formación estelar. La Clase 0 fue introducida por André et al. 1993 al encontrar una protoestrella llamada VLA 1623 en el segmento conocido como  $\rho$  Oph A. La distancia a la nube es  $145 \pm 10$  pc según el promedio de las mediciones a estrellas brillantes de tipo O y B. La figura 5 muestra una imagen en el infrarrojo del telescopio espacial Spitzer en una de las nubes principales del complejo llamada L1688.

Figura 4. **Disco protoplanetario de HL Tauri observado con ALMA**



Fuente: Observatorio ALMA, [www.almaobservatory.org](http://www.almaobservatory.org). Consulta: enero de 2015.

Disco protoplanetario alrededor de la estrella HL Tauri observado con el telescopio ALMA. Esta es la imagen más detallada de un disco protoplanetario hasta el momento. Se distinguen franjas que indican la formación de planetas.

Figura 5. **Región de formación estelar de  $\rho$  Ophiuchi**



Fuente: NASA-JPL. [www.nasa.gov](http://www.nasa.gov). Consulta: enero de 2015.

Imagen en longitud de onda infrarroja de la región de formación estelar de  $\rho$  Ophiuchi. El ancho de esta toma es de 5 años-luz y abarca la nube principal del complejo conocida como L1688. Estudios en el infrarrojo han permitido la identificación de más de 300 objetos estelares jóvenes inmersos en esta nube.



## 2. ESPECTROSCOPIA ROTACIONAL

Las moléculas no solo tienen movimiento traslacional, también presentan movimiento en su estructura interna. Dicho movimiento interno incluye dos fenómenos comunes en física: la rotación y la vibración. Las transiciones entre estados rotacionales y vibratoriales generan espectros que pueden ser observados por telescopios terrestres y espaciales. En el parte milimétrica y submilimétrica del espectro electromagnético se encuentran las líneas de emisión del espectro rotacional puro de las moléculas. A continuación, se presentan los principios físicos detrás de los estados de energía rotacionales y sus transiciones.

### 2.1. Niveles de energía rotacionales y vibratoriales

Estudiar los niveles de energía de una molécula puede resultar complicado considerando que los electrones no son los únicos que se mueven, sino los mismos núcleos atómicos se están moviendo, dando lugar al movimiento vibracional y rotacional dentro de la molécula. Cuando la ecuación básica de la mecánica cuántica, la ecuación de Schrödinger es resuelta para el sistema de la molécula diatómica, algunas simplificaciones pueden ser consideradas. La primera es la aproximación Born-Oppenheimer, que establece independencia entre el movimiento de los electrones y aquel de los núcleos. Otra simplificación, posterior a la mencionada, es la separación entre el movimiento rotacional y vibracional de los núcleos, que en términos rigurosos no debería ser realizada. De hecho, algunas transiciones rotacionales-vibraciones son estudiadas en objetos astronómicas, no obstante, no tienen lugar en la identificación de especies llevada a cabo en este estudio.

Aunque muchas de las moléculas interestelares están compuestas por 6 o más átomos, es posible extrapolar algunos resultados de la molécula diatómica a aquellas que presentan una estructura más compleja. La ecuación de Schrödinger para una molécula diatómica con un núcleo  $\alpha$ , de masa  $M_\alpha$ , carga nuclear  $Z_\alpha$ , y otro núcleo  $\beta$ , de masa  $M_\beta$ , carga nuclear  $Z_\beta$  y  $N$  electrones es escrita como

$$\left( -\frac{\hbar^2}{2M_\alpha} \nabla_\alpha^2 - \frac{\hbar^2}{2M_\beta} \nabla_\beta^2 - \frac{\hbar^2}{2m_e} \sum_{i=1}^N \nabla_i^2 + V_e \right) \Psi(\vec{R}_\alpha, \vec{R}_\beta, \vec{r}_i) = E \Psi(\vec{R}_\alpha, \vec{R}_\beta, \vec{r}_i) \quad (2.1)$$

donde los primeros dos términos representan la energía cinética del movimiento de los núcleos  $\alpha$  y  $\beta$ , el tercer término es la energía cinética de los electrones,  $V_e$  es el potencial y  $E$  es la energía total del sistema. Los vectores  $\vec{R}_\alpha$ ,  $\vec{R}_\beta$ ,  $\vec{r}_i$  son las posiciones del núcleo  $\alpha$ ,  $\beta$  y los electrones, respectivamente.

El potencial está dado por la interacción eléctrica entre los componentes de la molécula, es decir, es un potencial coulombiano con varios términos

$$V_e = \frac{e^2}{4\pi\epsilon_0} \left( -\sum_{i=1}^N \frac{Z_\alpha}{r_{\alpha i}} - \sum_{i=1}^N \frac{Z_\beta}{r_{\beta i}} + \sum_{i=2}^N \sum_{j=1}^{i-1} \frac{1}{r_{ij}} + \frac{Z_\alpha Z_\beta}{R} \right) \quad (2.2)$$

En el orden que aparecen en la ecuación (2.2), estos términos representan: la atracción eléctrica entre los electrones y el núcleo  $\alpha$ , la atracción eléctrica entre los electrones y el núcleo  $\beta$ , la repulsión entre electrones y la repulsión entre núcleos, respectivamente.

La aproximación Born-Oppenheimer indica que la solución a la ecuación de Schrödinger es el producto de dos funciones de onda: la función de onda de los



electrones  $\psi_e$  y la función de onda nuclear  $\psi_n$

$$\Psi(\vec{R}_\alpha, \vec{R}_\beta, \vec{r}_i) = \psi_e(\vec{r}_i) \psi_n(\vec{R}_\alpha, \vec{R}_\beta) \quad (2.3)$$

lo que resulta en dos ecuaciones a resolver

$$\left( \frac{\hbar^2}{2m_e} \sum_{i=1}^N \nabla_i^2 + V_e - E_e \right) \psi_e(\vec{r}_i) = 0 \quad (2.4)$$

$$\left( -\frac{\hbar^2}{2M_\alpha} \nabla_\alpha^2 - \frac{\hbar^2}{2M_\beta} \nabla_\beta^2 + V(R) - E \right) \psi_n(\vec{R}_\alpha, \vec{R}_\beta) = 0 \quad (2.5)$$

donde  $E_e$  es la energía electrónica y  $E$  es la energía total del sistema.  $V(R)$  es el potencial electrónico bajo el cual el núcleo se mueve. La ecuación (2.5) es un problema de dos cuerpos en el cual se puede separar el movimiento traslacional del centro de masa del sistema y el movimiento interno de la molécula. Al hacer esto, el movimiento interno se reduce a un problema de un cuerpo con una masa igual a la masa reducida  $\mu$ , que es

$$\mu = \frac{M_\alpha M_\beta}{M_\alpha + M_\beta} \quad (2.6)$$

y la ecuación de Schrödinger sin considerar el movimiento traslacional es

$$\left( -\frac{\hbar^2}{2\mu} \nabla^2 + V(R) - E \right) \psi_n(\vec{R}) = 0 \quad (2.7)$$

donde  $\vec{R} = (R, \theta, \phi)$  es un vector que indica la separación internuclear o distancia interatómica y la orientación del eje de la molécula respecto al eje  $z$  del marco de referencia del laboratorio.

La segunda aproximación que se mencionó es la separación del movimiento rotacional y el movimiento vibracional.

$$\psi_n(\vec{R}) = \psi_v(R) \psi_r(\theta, \phi) \quad (2.8)$$

y haciendo uso del laplaciano en coordenadas esféricas como operador de energía cinética se obtiene la siguiente ecuación para movimiento angular

$$\left\{ -\frac{\hbar^2}{2\mu R^2} \left[ \frac{1}{\sin \theta} \frac{d}{d\theta} \left( \sin \theta \frac{d}{d\theta} \right) + \frac{1}{\sin^2 \theta} \frac{d^2}{d\phi^2} \right] - E_r \right\} \psi_r(\theta, \phi) = 0 \quad (2.9)$$

donde  $E_r$  es la energía rotacional de la molécula. Esta ecuación es la misma que la ecuación par a la parte angular de la ecuación del átomo de hidrógeno, es decir, su solución son los armónicos esféricos  $Y_{J,M_J}$ , donde  $J$  es el número cuántico de momento angular rotacional y  $M_J$  es la proyección del momento angular en el eje de la molécula. Tal como es mostrado en cualquier libro de mecánica cuántica básica, los niveles de energía quedan cuantizados de la siguiente forma

$$E_r = \frac{\hbar^2}{2\mu R^2} J(J+1) \quad (2.10)$$

donde  $J$  toma los valores discretos ( $J = 0, 1, 2, 3, \dots$ ).

Si la molécula es considerada como un rotor rígido, la distancia interatómica se fija a cierto valor  $R_0$ , entonces se habla de una constante rotacional de la molécula en cuestión como  $B_0 = \hbar^2/2\mu R_0^2$  y los niveles de energía están dados por

$$E_r = B_0 J(J + 1) \quad (2.11)$$

El valor de la constante  $B_0$  es medido en el espectro rotacional de la molécula y es una de las principales fuentes de información de la estructura molecular de la misma.

La ecuación radial es aquella que brinda el movimiento vibracional en la molécula.

$$\left[ \frac{\hbar^2}{2\mu} \frac{d^2}{d^2 R} + V(R) - E_v \right] \psi_v(R) = 0 \quad (2.12)$$

Donde se asume que no existe dependencia entre la energía rotacional  $E_r$  y la energía vibracional  $E_v$ . El potencial  $V(R)$ , en forma general, no es simple, no obstante, para valores pequeños de energía es posible aproximarlos a un oscilador simple.

$$V(R) = V_0 + \frac{1}{2} k (R - R_e)^2 \quad (2.13)$$

donde la constante de fuerza  $k$  es la segunda derivada del potencial evaluada en la posición de equilibrio  $R_e$ , tal como se asume en mecánica clásica elemental. Este potencial hace que la ecuación (2.12) se transforme en la ecuación de un oscilador

mecánico cuántico, si consideramos la constante  $V_0 = 0$

$$\left[ \frac{\hbar^2}{2\mu} \frac{d^2}{d^2R} + \frac{1}{2}k(R - R_e)^2 - E_v \right] \psi_v(R) = 0 \quad (2.14)$$

Los valores propios de energía están dados por

$$E_v = \hbar\omega \left( v + \frac{1}{2} \right) \quad (2.15)$$

donde el número cuántico vibraciones  $v$  toma valores enteros ( $v = 0, 1, 2, 3, \dots$ ). Esto quiere decir que los niveles de energía espaciados por un valor constante  $\hbar\omega$ .  $\omega$  es la frecuencia angular del oscilador

$$\omega = \left( \frac{k}{\mu} \right)^{1/2} \quad (2.16)$$

y la dependencia en la masa reducida tiene importantes consecuencias en el momento que se consideran moléculas con diferente composición isotópica, como se analizará con algunas especies químicas en el capítulo 7. El punto que se debe analizar con detenimiento en el caso del potencial de oscilador armónico y en general para cualquier molécula que vibre, es que existe cierto valor de energía no cero en el estado vibracional  $v = 0$  y este depende de la masa de la molécula.

## 2.2. Reglas de selección

Las transiciones observadas en la región milimétrica del espectro electromagnético son rotacionales. Si bien en la sección anterior se trataron, en la parte final,

los niveles de energía vibracionales, las líneas de emisión identificadas en el estudio espectral realizado son solamente rotacionales. Ahora es necesario indicar cómo se dan las transiciones rotacionales en diferentes moléculas empleando los niveles de energía encontrados arriba.

Un momento dipolar permanente, es decir, una distribución asimétrica de carga en la molécula, define si esta presenta una transición rotacional pura. Las moléculas heteronucleares, como CO, tienen un momento dipolar permanente pero las moléculas homonucleares, como H<sub>2</sub> no lo tienen. Entonces, las moléculas de H<sub>2</sub> no tienen un espectro rotacional permitido por su dipolo. En contraste, moléculas asimétricas como H<sub>2</sub>O, OH y CH presentan transiciones en niveles de energía bajos en longitudes de onda submilimétricas y del infrarrojo lejano.

Para una molécula con momento dipolar permanente la regla de selección general es

$$\Delta J = 0, \pm 1 \tag{2.17}$$

La transición rotacional pura  $\Delta J = 0$  es usual en moléculas sin simetría o con poca simetría, como CH<sub>3</sub>CHO, las cuales reciben el nombre de rotores asimétricos. Por otro lado, las moléculas lineales y los rotores simétricos (los cuales tienen el mismo momento de inercia en dos ejes diferentes) obedecen la regla selección  $\Delta J = \pm 1$ .

Los rotores asimétricos representan la mayoría de moléculas, y en particular, aquellas que se encuentran en los ambientes protoestelares. Estas moléculas presentan ambas reglas de selección en los espectros astronómicos observados con regularidad y, como se verá en el capítulo 6, la transición  $\Delta J = \pm 1$  es la más importante para predecir líneas en un modelo y compararlas con el espectro observado. Sin embargo, otros factores deben ser tomados en cuenta en el caso de rotores asimétricos, ya que

pueden existir transiciones vibracionales en estados de energía bajos y variantes de composición isotópica que pueden hacer el espectro más complicado que un espectro rotacional puro. Aunque, como ya se dijo, la mayoría de las transiciones observadas se pueden asociar a una transición rotacional.

Para un transición de un estado rotacional  $J'$  superior a un estado  $J''$  inferior, existe un cambio de energía de

$$\Delta E_{rot} = B_0[J'(J' + 1) - J''(J'' + 1)] \quad (2.18)$$

y considerando que  $J' = J'' + 1$  se obtiene

$$\Delta E_{rot} = 2B_0J' \quad (2.19)$$

Esto quiere decir que una transición rotacional  $J'-J'' = 1-0$  tiene una energía  $2B_0$  y para 2-1 se tiene una energía  $4B_0$ . Con ello, es fácil ver que un espectro rotacional puro está regularmente espaciado por  $2B_0$ .

### 2.3. Población relativa y equilibrio termodinámico local

La población relativa de dos estados de energía está caracterizada por una temperatura de excitación, según la distribución de Boltzmann, que es una distribución de probabilidad que surge al considerar un sistema aislado en equilibrio térmico. Bajo estas condiciones la razón entre dos poblaciones es proporcional al factor de Boltzmann  $e^{(E_i - E_j)/kT}$ , donde  $k = 1,38065 \times 10^{-23}$  J/K es la constante de Boltzmann.

De forma más estricta, la relación entre dos poblaciones es

$$\frac{N_j}{N_i} = \frac{g_j}{g_i} \exp [-(E_j - E_i)/kT_{ex}] \quad (2.20)$$

donde  $g_i$  es el peso estadístico o degeneración del estado  $i$ ,  $N_i$  es la densidad columnar y  $E_i$  es la energía del estado  $i$ . La densidad columnar  $N$ , con unidades  $\text{cm}^{-2}$  es el número de partículas en un cilindro delgado con una sección eficaz de  $1 \text{ cm}^2$  ubicado entre el observador y el objeto astronómico. La relación entre densidad de partículas  $n$  y la densidad columnar es

$$N = \int_0^s n(s) ds \quad (2.21)$$

donde  $s$  es la distancia recorrida a lo largo de la línea que une al observador y al objeto. Se emplea la densidad columnar como una medida de la población relativa, y no la densidad volumétrica, porque esta última implica un conocimiento detallado de la geometría de la nube y cómo la luz interacciona en la misma. Por ello, es mucho más simple hacer uso de la densidad columnar.

Para una especie química en equilibrio termodinámico, todas las temperaturas de excitación son la misma, y se le puede llamar simplemente  $T$ , entonces la densidad columnar es

$$N_u = \frac{N}{Z} g_u e^{-E_u/kT} \quad (2.22)$$

donde  $N$  es la densidad columnar total de la especie en cuestión y  $Z$  es la función de partición. En condición de equilibrio termodinámico, según la ecuación anterior,

es fácil calcular la densidad columnar total si es conocida la densidad columnar para cualquier transición individual y su temperatura de excitación  $T$ .

Sin embargo, en su totalidad una nube interestelar o en una protoestrella no se encuentra en equilibrio termodinámico, ya que existe flujo de energía de ciertas partes hacia otras y la temperatura puede variar en distintas posiciones. Las partículas de gas y los fotones se mueven de un lugar a otro dentro del objeto, de regiones calientes a otras más frías y viceversa. Una aproximación al equilibrio termodinámico se llama equilibrio termodinámico local <sup>3</sup> y en ella se considera que las variables intensivas dentro del sistema pueden variar en espacio y tiempo, porque una protoestrella no es un sistema con condiciones estacionarias, pero que dichas variaciones se dan tan lentamente y en distancias tan largas que es posible considerar las vecindades de cualquier punto en equilibrio termodinámico.

Otra forma de interpretar el equilibrio termodinámico local o LTE es por medio del camino libre medio de las partículas de gas y los fotones dentro de la nube. Si la distancia a la cual estas partículas colisionan entre ellas es mucho más pequeña que la distancia que corresponde a cambios significativos de temperatura, entonces se puede decir que no alcanzan a llegar a las regiones donde existe una temperatura diferente, por tanto, el material y la radiación en la nube están en equilibrio termodinámico local. En otras palabras, las moléculas y los fotones no pueden escapar del ambiente local y entonces están limitados a un volumen de temperatura constante.

---

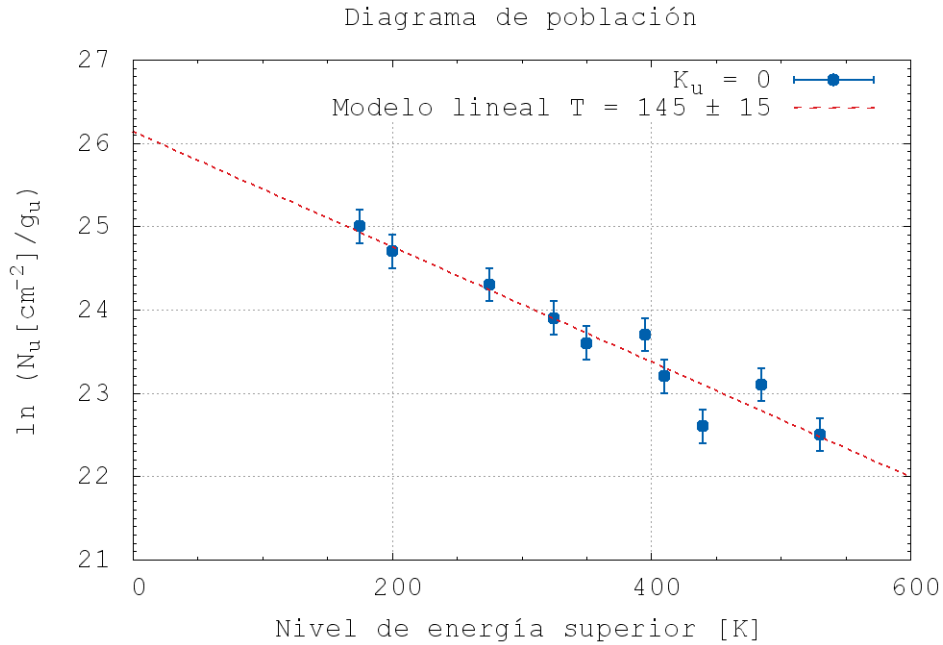
<sup>3</sup>A esta condición de equilibrio termodinámico local se le denomina LTE por sus siglas en inglés *Local Thermodynamic Equilibrium*.



## 2.4. Diagrama de población

Una importante técnica para analizar las propiedades de las líneas de emisión molecular es el diagrama de población o diagrama de rotación (Goldsmith & Langer, 1999). Este término se refiere a una gráfica de la densidad columnar  $N_u$  por peso estadístico  $g_u$  para cierto estado rotacional  $u$  como una función de la energía del estado  $E_u$  sobre el estado base.

Figura 6. **Diagrama de rotación**



Fuente: elaboración propia.

Diagrama de población para ciertas transiciones moleculares (puntos azules) y el modelo lineal que se ajusta a los puntos (línea roja) del cual se calcula la temperatura  $T_{rot}$ . El eje vertical es el logaritmo de la densidad columnar  $N_u$  por peso estadístico  $g_u$ , mientras que el eje horizontal es la energía del estado superior  $E_u$ .  $K_u$  es el número cuántico de proyección de momento angular que puede indicar si las transiciones están termalizadas.

En espectroscopia molecular, inicialmente se cuenta con un espectro observado con líneas de emisión cuyas intensidades se expresan en términos de cierta escala adecuada. A partir de estos valores es posible encontrar la densidad columnar  $N_u$  para una transición específica integrando en el perfil observado en el espectro. Esto quiere decir que el diagrama de rotación es una manera de traducir las intensidades observadas a parámetros físicos como temperatura y densidad columnar, y si se tiene información suficiente, en densidad volumétrica.

La principal suposición para aplicar esta técnica es el equilibrio termodinámico local dentro de la nube o la protoestrella. También se asume que todas las líneas observadas son ópticamente delgadas, es decir, la intensidad de la línea es directamente proporcional al número de moléculas presentes en la región observada. Al relacionar las poblaciones mediante el factor de Boltzmann se puede obtener la relación entre  $N_u$ ,  $E_u$  y  $T$ , como ya se mostró en la ecuación (2.22)

$$N_u = \frac{N}{Z} e^{-E_u/kT} \quad (2.23)$$

Una gráfica del logaritmo natural de  $N_u/g_u$  contra  $E_u/k$  producirá una línea recta con pendiente de  $-1/T_{rot}^4$  y ordenada en el origen  $\ln(N/Z)$ , descrita por la ecuación

$$\ln \frac{N_u}{g_u} = \ln N - \ln Z - \frac{E_u}{kT_{rot}} \quad (2.24)$$

Si existe una profundidad óptica  $\tau$  finita, la ecuación para el diagrama de rotación

---

<sup>4</sup>Se denota  $T_{rot}$  a la temperatura indicando que se determina por medio del diagrama de rotación.

es

$$\ln \frac{N_u^{del}}{g_u} + \ln C_\tau = \ln N - \ln Z - \frac{E_u}{kT_{rot}} \quad (2.25)$$

donde  $N_u^{del}$  hace alusión a una densidad columnar de transiciones ópticamente delgadas y  $C_\tau$  es el factor de profundidad óptica

$$C_\tau = \frac{\tau}{1 - e^{-\tau}} \quad (2.26)$$

de lo cual se puede apreciar que si la profundidad óptica es muy pequeña ( $\tau \ll 1$ ), se retorna a la ecuación (2.24). La conclusión que se puede obtener de la ecuación (2.24) es que a partir de varias transiciones moleculares conocidas es posible inferir la temperatura de la región donde se encuentra la molécula y la densidad total de la especie mediante un ajuste a una línea recta.

## 2.5. Intensidad integrada y densidad columnar

La determinación de la densidad columnar para una especie específica en cierto estado superior de energía  $u$  implica la intensidad integrada  $W$  de una línea de emisión

$$W = \int T_a d\nu \quad (2.27)$$

donde  $T_a$  es la temperatura de antena en Kelvin, escala empleada en radioastronomía para la intensidad de las líneas, y  $d\nu$  es el ancho del canal para la medición espectral realizada en Hz. La temperatura de antena  $T_a$  es una escala usada para medir la radiación recibida por un telescopio.  $T_a$  está definida como la temperatura de una

resistencia equivalente que genera una potencia por unidad de frecuencia igual a aquella recibida por la antena. Esta escala es conveniente considerando que 1 K de temperatura de antena es una potencia bastante baja, típica de las fuentes de radio astronómicas ( $P_\nu = kT_a = 1,38 \times 10^{-23} \text{ W Hz}^{-1}$ ). Considerando las suposiciones de la sección anterior (que son presentadas en detalle en Goldsmith & Langer, 1999), la relación entre densidad columnar  $N_u$  e intensidad integrada es

$$N_u^{del} = \frac{8\pi k\nu^2 W}{hc^3 A_{ul}} \quad (2.28)$$

donde  $\nu$  es la frecuencia de la radiación detectada por la antena,  $h$  es la constante de Planck,  $c$  es la velocidad de la luz en el vacío y  $A_{ul}$  es el coeficiente de Einstein correspondiente a la emisión espontánea en una transición atómica o molecular (probabilidad que se de una transición por unidad de tiempo). Todas estas constantes se pueden agrupar en una sola constante llamada  $\gamma_u$

$$\gamma_u = \frac{8\pi k\nu^2}{hc^3 A_{ul}} \quad (2.29)$$

lo cual permite escribir en forma breve

$$N_u^{del} = \gamma_u W \quad (2.30)$$

Si es necesario realizar una corrección para una profundidad óptica finita, la densidad columnar para el estado superior de energía es

$$N_u = \gamma_u W C_\tau \quad (2.31)$$

pero en este estudio se asume que las líneas observadas son ópticamente delgadas, requisito fundamental para emplear el diagrama de rotación, entonces se puede prescindir de la etiqueta *del* y emplear simplemente  $N_u$ .



### 3. MOLÉCULAS INTERESTELARES

Según el catálogo de espectroscopia molecular CDMS (*The Cologne Database for Molecular Spectroscopy*), hasta noviembre de 2014, se han detectado más de 180 moléculas en el medio interestelar. Algunas de estas detecciones aún están en discusión, lo cual es una muestra de que la detección de moléculas interestelares es un área de la astrofísica en continuo desarrollo. Para que una molécula pueda ser detectada de manera inequívoca se deben cumplir los siguiente criterios:

1. Conocer las frecuencias de las transiciones moleculares con una precisión de  $1:10^7$ , ya sea por mediciones directas de laboratorio o por modelos de Hamiltoniano de alta precisión. Un modelo se refiere a encontrar, por medio de cálculos mecánico-cuánticos, la energía asociada a cada transición a través un Hamiltoniano que incluya las interacciones intramoleculares suficientes para alcanzar la precisión mencionada.
2. Las líneas observadas no deben mezclarse con otras y la frecuencia debe estar de acuerdo con la velocidad aceptada para la fuente. Si bien la velocidad de la fuente para una línea espectral puede variar, se considerable aceptable una variación no menor a un orden de magnitud.
3. Todas las líneas predichas para una molécula, con base en un modelo de equilibrio termodinámico local con una temperatura rotacional específica, están presentes en el espectro observado aproximadamente a las mismas intensidades relativas predichas.

### 3.1. Moléculas orgánicas complejas

En los estudios espectrales en radioastronomía, después de 12 años de la detección de la línea de 21 cm de estructura hiperfina en el hidrógeno neutro, se encontró la primera molécula interestelar: el radical hidroxilo OH (Weinreb et al. 1963). En 1968-1969 inicia la radioastronomía molecular con los descubrimientos de amoníaco ( $\text{NH}_3$ ) y vapor de agua ( $\text{H}_2\text{O}$ ), así como la primera molécula orgánica, el formaldehído ( $\text{H}_2\text{CO}$ , Sneyder et al. 1969). Con el paso de los años la espectroscopia molecular se traslado a la ventana milimétrica, ya que la mayoría de las moléculas tiene su espectro rotacional en dichas longitudes de onda.

En el ámbito interestelar, las moléculas con seis o más átomos son consideradas complejas. Con esta definición, aproximadamente un tercio de las moléculas detectadas en el medio interestelar o en las capas circumstelares son moléculas complejas. Además, la mayoría de las moléculas interestelares son orgánicas y, se puede decir que 100 por ciento de las especies detectadas con seis o más átomos son orgánicas. Estas pueden ser saturadas o insaturadas en términos de su contenido de hidrógeno. Las insaturadas contienen especies como los radicales de la forma  $\text{C}_n\text{H}$  ( $n = 2-8$ ) y los cianopoliacetilenos ( $\text{HC}_n\text{N}$ ;  $n = 3, 5, 6, 7, 9, 11$ ), mientras que el término saturado se refiere a las especies orgánicas ricas en hidrógeno, como el diametil éter ( $\text{CH}_3\text{OCH}_3$ ) o el acetaldehído ( $\text{CH}_3\text{CHO}$ ). La tabla I muestra varios ejemplos de moléculas orgánicas complejas tomados de Herbst & van Dishoeck, 2009.

Las fuentes astronómicas en las cuales se han detectado moléculas dentro de la Vía Láctea son variadas. Estas fuentes incluyen envolturas circumstelares alrededor de estrellas evolucionadas, núcleos interestelares fríos, núcleos calientes de baja masa y masivos, núcleos tibios, chorros, entre otros. Los diferentes tipos de fuentes pueden ser asociados con diferentes tipos de moléculas orgánicas complejas, ya que



cada objeto implica condiciones físicas distintas como temperatura, densidad de especies, campos magnéticos, entre otros. Hasta el momento ninguna molécula orgánica compleja se ha detectado aún en discos protoplanetarios, no obstante, haciendo uso de toda la capacidad del telescopio interferométrico ALMA<sup>5</sup> se espera observar metanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ) según Walsh et al 2014. Sin embargo, es interesante que Walsh et al. 2014 proponen restricciones a las abundancias de moléculas complejas en discos protoplanetarios que conducen a una conclusión importante: la detección de estas especies en tales locaciones sobrepasará los límites de ALMA.

En los núcleos fríos como la nube molecular 1 de Tauro, la química tiende a producir muchas especies moleculares exóticas, incluyendo iones, radicales y moléculas orgánicas insaturadas como los ya mencionados radicales  $\text{C}_n\text{H}$ . Los iones negativos también  $\text{C}_6\text{H}^-$  y  $\text{C}_8\text{H}^-$  han sido detectados en esta nube, así como especies saturadas como metanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ), acetaldehído ( $\text{CH}_3\text{CHO}$ ) y propileno ( $\text{CH}_3\text{CHCH}_2$ ), todas a abundancias fraccionarias menores a  $10^{-9}$  respecto al hidrógeno molecular  $\text{H}_2$ . Otras fuentes han demostrado tener una menor complejidad molecular, por ejemplo, el núcleo frío L1544, la envoltura externa de la estrella IRC+10216 o la nebulosa protoplanetaria CRL 618 presentan una pobre abundancia de moléculas orgánicas saturadas.

Ahora se dará una breve descripción del inventario molecular de las fuentes astronómicas que son de interés en este estudio: los núcleos calientes de baja masa y los núcleos calientes masivos. Ambos presentan una química similar, dominada por la presencia de moléculas saturadas como metanol, formiato de metilo ( $\text{HCOOCH}_3$ ), dimetil éter ( $\text{CH}_3\text{OCH}_3$ ) y propionitrilo ( $\text{CH}_3\text{CH}_2\text{CN}$ ), las cuales se han observado en abundancias fraccionarias de  $10^{-7}$  respecto a hidrógeno molecular. La fuente más

---

<sup>5</sup>*Atacama Large Millimeter/submillimeter Array*, el capítulo 4 está dedicado a describir este telescopio.

rica en variedad molecular en la Vía Láctea es el núcleo caliente Sgr B2 (N), localizado en el la nube gigante Sgr B2 del Centro Galáctico. Allí se han observado las especies orgánicas acetena ( $\text{CH}_3\text{COCH}_3$ ), etelenglicol  $[(\text{CH}_2\text{OH})_2]$ , glicolaldehído ( $\text{HOCH}_2\text{CHO}$ ), entre otras, incluyendo especies que contienen nitrógeno (N). La diferencia química entre núcleos masivos y los de baja masa parece no ser considerable, aunque los núcleos de baja masa son más pequeños y, por tanto, difíciles de detectar, entonces pocos son bien conocidos entre los que se encuentra IRAS 16239-2422, el cual ha mostrado ser una rica fuente de moléculas orgánicas complejas.

Un ejemplo instructivo de la detección de una molécula orgánica compleja larga es la de aminoacetonitrilo  $\text{NH}_2\text{CH}_2\text{CN}$  por Belloche et al. 2008, en el núcleo caliente Sgr B2 (N). Esta molécula es importante debido a que esta relacionada con el aminoácido más simple, la glicina, uno de los compuestos comúnmente encontrados en las proteínas. Muchas de las líneas identificadas para esta moléculas están mezcladas, pero es importante notar que todas las líneas esperadas están realmente en el espectro (figura 7). También, Belloche et al. realizaron observaciones interferométricas para establecer que todas líneas de aminoacetonitrilo identificadas se originaban de la misma posición en la nube.

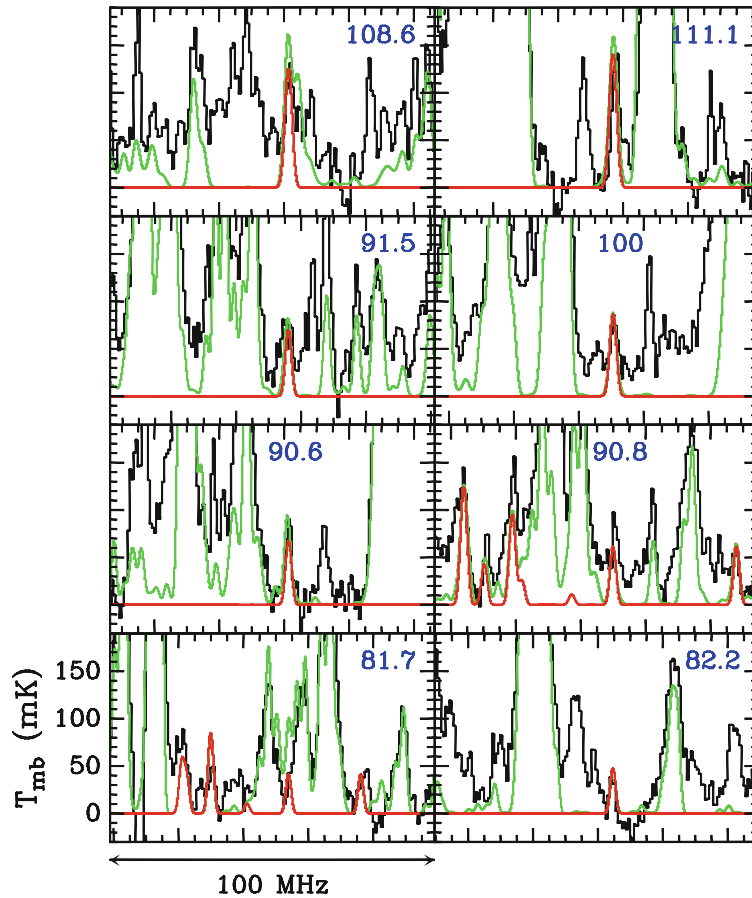
Tabla I. Moléculas orgánicas complejas interestelares

Especie	Nombre	Fuente	Especie	Nombre	Fuente
<b>Hidrocarburo</b>			<b>Con O</b>		
C <sub>2</sub> H <sub>4</sub>	Etileno	circ	CH <sub>3</sub> OH	Metanol	cc, hc, gc, of
CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H	Propino	cc, lc	HC <sub>2</sub> CHO	Propinal	hc, gc
C <sub>6</sub> H	Hexatrinilo	circ, cc, lc	CH <sub>3</sub> CHO	Acetaldehído	cc, hc, gc
C <sub>6</sub> H <sup>-</sup>	Ion Hexatrinilo	circ, cc, lc	HCOOCH <sub>3</sub>	Formiato de metilo	hc, gc, of
CH <sub>3</sub> CHCH <sub>2</sub>	Propileno	cc	CH <sub>3</sub> COOH	Ácido acético	hc, gc
C <sub>6</sub> H <sub>6</sub>	Benceno	circ	HOCH <sub>2</sub> CHO	Glicolaldehído	hc, gc
<b>Con N</b>			C <sub>2</sub> H <sub>5</sub> OH	Etanol	hc, of
CH <sub>3</sub> CN	Acetonitrilo	cc, hc, of	CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub>	Éter dimetilico	hc, gc
CH <sub>2</sub> CNH	Cetenimina	hc	CH <sub>3</sub> COCH <sub>3</sub>	Acetona	hc
C <sub>2</sub> H <sub>5</sub> CN	Propionitrilo	hc	<b>Con O y N</b>		
HC <sub>11</sub> N	Cianopentacetilino	circ, cc	NH <sub>2</sub> CHO	Formamida	hc
NH <sub>2</sub> CH <sub>2</sub> CN	Aminoacetitrilo	hc	CH <sub>3</sub> CONH <sub>2</sub>	Acetamida	hc, gc

Fuente: Herbst & van Dishoeck, 2009. Consulta: noviembre de 2014.

Ejemplos de moléculas orgánicas complejas interestelares ( $\geq 6$  átomos). Se menciona la fórmula química de la especie, el nombre de la especie y la fuente astronómica donde se ha observado. Las abreviaciones para las fuentes son: *circ* para la envoltura circumestelar de una estrella evolucionada, *cc* para un núcleo frío, *hc* para un núcleo caliente de alta o baja masa, *lc* para un núcleo tibio, *gc* para nubes del centro galáctico y *of* para un chorro. Se debe aclarar que no todas las moléculas cumplen de forma completa con los tres criterios presentadas al inicio de este capítulo.

Figura 7. Espectro con las líneas de la especie aminoacetonitrilo



Fuente: Belloche et al. 2008, *Astronomy & Astrophysics*, [www.aanda.org](http://www.aanda.org). Consulta: enero de 2015.

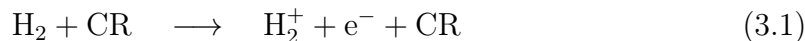
Espectro con las líneas aminoacetonitrilo en la ventana espectral de 3 mm del telescopio IRAM de 30 metros. La línea verde es un modelo de las moléculas identificadas en el núcleo caliente Sgr B2(N) y la línea roja es el modelo de las líneas de aminoacetonitrilo. Estas líneas permitieron la detección de esta especie por Belloche et al. 2008. Los números azules indican la frecuencia en GHz en la cual está centrada la gráfica en el eje horizontal. El eje vertical representa la intensidad de la línea en mK (temperatura de antena).

## 3.2. Química de ambientes protoestelares

La química de los núcleos calientes y los núcleos calientes de baja masa, es decir, de los escenarios de formación estelar, se considera en tres etapas, esta división, a su vez, define tres generaciones de especies. La primera etapa se denomina fase fría, esta se desarrolla a una temperatura de 10 K y, principalmente, está asociada a la formación de mantos de hielo en los granos formados por silicatos y carbono. En segundo lugar se presenta la fase de calentamiento, esta etapa ocurre cuando la protoestrella tiene un calentamiento de su envoltura interior hasta una temperatura entre 100 y 300 K, lo cual genera la sublimación de los hielos desde los granos de polvo. Finalmente, la tercera etapa se denomina fase de núcleo caliente la cual se caracteriza por la producción de moléculas orgánicas complejas a partir de la química del estado gaseoso. Cada una de estas etapas permite la determinación de la evolución de una nube protoestelar a partir de modelos químicos dependientes del tiempo.

### 3.2.1. Fase fría

Esta fase también es característica de los núcleos fríos, ya que se considera que ocurre a temperatura bajas ( $T_{gas} \approx T_{granos} \approx 10$  K). Existen dos tipos de química que se desarrollan en esta fase: la química del estado gaseoso y la química superficial en granos de polvo. La primera involucra la inyección de hidrógeno molecular  $H_2$  en el gas, el cual puede reaccionar en procesos exotérmicos, es decir, que ceden energía y, además, no poseen potenciales de barrera entre reactivos y productos. Las reacciones que tienen esta característica son las que involucran iones positivos y moléculas neutras. Los iones positivos son formados en las regiones densas a partir de la interacción de moléculas con rayos cósmicos y las reacciones posteriores. Un ejemplo es la formación de  $H_3^+$ , el ion poliatómico más simple, a partir de las siguientes reacciones:



donde CR indica un protón como rayo cósmico.

Además de ionizar las moléculas, los rayos cósmicos influyen en la producción de fotones UV por medio de un mecanismo en el que los electrones excitan el  $\text{H}_2$ , que entonces retorna a su estado base electrónico por medio de irradiación. Estos fotones colaboran en la destrucción de moléculas por medio de fotoionización y fotodisociación.

Un punto importante a resaltar de la química del estado gaseoso en nubes frías es que las moléculas complejas tienden a ser insaturadas. Esto se debe a que las reacciones de transferencia de H que involucran iones moleculares ( $\text{X}^+$ ) del tipo



y que representan el principal proceso de hidrogenación, son reacciones endotérmicas o poseen potenciales de barrera altos, por ello no ocurren a bajas temperaturas como las que caracterizan a estas nubes.

En el mismo entorno frío, las moléculas se acumulan en las partículas de polvo, ya que la sublimación a 10 K solo ocurre de forma eficiente para especies ligeras como H,  $\text{H}_2$  y He. La acumulación ocurre debido a las fuerzas de van der Waals entre los

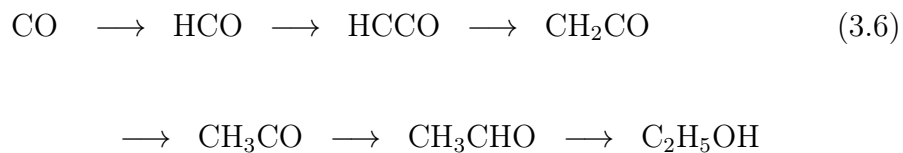
granos y las moléculas, principalmente. Conforme ocurre la acreción en la superficie fría, la química de superficie potencia la producción de hielos, es decir, especies como  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{CO}_2$  y  $\text{CH}_3\text{OH}$ . La generación de especies químicas por medio de química difusiva en la superficie conduce a especies saturadas, ya que el hidrógeno atómico que se acumula desde el gas, se difunde rápidamente en el grano y es un reactivo muy eficiente en las superficies. La especie más abundante entre los hielos, el agua, es producida por la hidrogenación de átomos de O:



y de forma similar ocurre con el nitrógeno para la formación de  $\text{NH}_3$  y con el carbono para  $\text{CH}_4$ . Un proceso de hidrogenación esencial para la química de moléculas orgánicas complejas es la hidrogenación de  $\text{CO}$ , que es producido en la fase gaseosa, para producir metanol



Asimismo, por la hidrogenación de  $\text{CO}$ , y por la adición de C se puede producir acetaldehído y etanol



Estas moléculas largas formadas en el gas y sobre las envolturas en granos de polvo durante la etapa fría se denominan especies de generación cero.

### 3.2.2. Fase de calentamiento

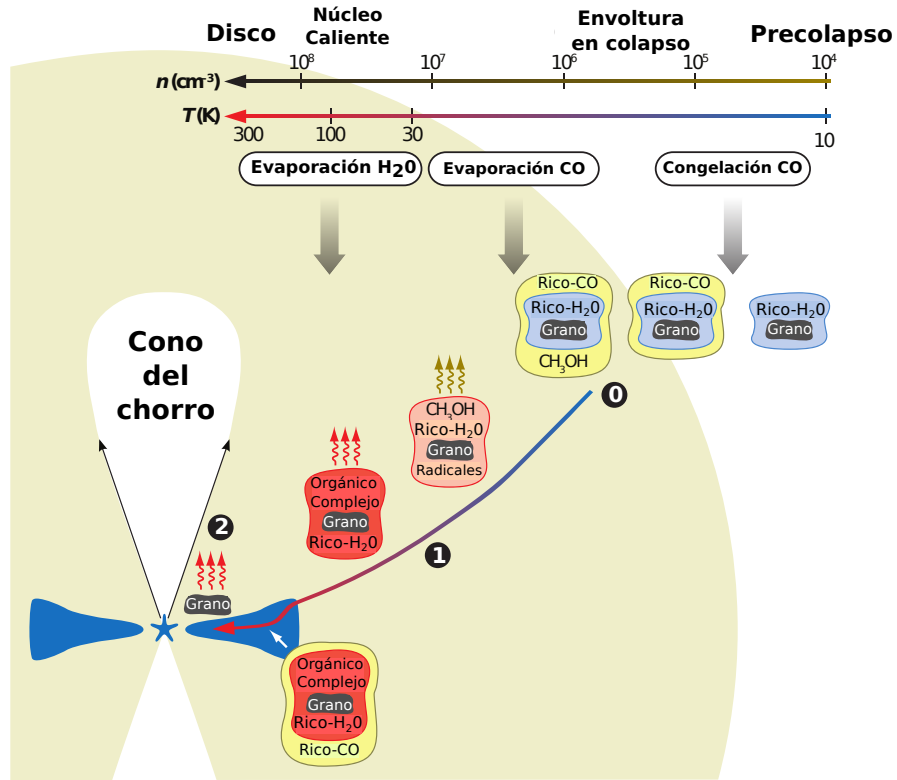
La fase de calentamiento pasivo ocurre conforme el material empieza a moverse hacia adentro de la nube en dirección de la núcleo protoestelar y se calienta desde 10 hasta 100-300 K. La sublimación de los envolturas heladas sobre los granos no ocurre de una forma homogénea, ya que cada especie puede afectar el proceso de desprendimiento de otra. A pesar de que la química del estado gaseoso cambia de alguna manera, el cambio significativo se produce en la química superficial. En el momento que la temperatura asciende a los 20 K, los átomos de hidrógeno ya no residen en el grano por mucho tiempo para ser los reactivos dominantes, y otras especies ligeras, como CO, CH<sub>4</sub> y N<sub>2</sub>, empiezan a sublimarse de la misma manera. Además, las especies más pesadas que permanecen en las partículas de polvo se empiezan a difundir más rápidamente, aunque son demasiado estables para ser reactivas, la interacción con rayos cósmicos y fotones UV generan una fotoquímica muy activa para formar especies neutras y radicales. Asumiendo que las reacciones entre radicales son asociativas en general, se da la formación superficial de formiato de metilo, éter dimetílico y ácido fórmico (HCOOH) por medio de las reacciones



Estos productos finales son ejemplos de especies de primera generación, es decir, especies formadas en los mantos granulares a través de radicales que se difunden rápidamente y se asocian para dar lugar a moléculas grandes. Los radicales mediadores en estas reacciones provienen de especies de generación cero como agua, formaldehído, metanol y metano.



Figura 8. Evolución del polvo y las moléculas en una protoestrella



Fuente: Herbst & van Dishoeck, 2009. Consulta: noviembre de 2014.

Representación gráfica de la evolución del material desde el núcleo pre-estelar atravesando por la envoltura en colapso hasta el disco protoplanetario. La formación de especies de generación cero y primera generación se dan en los pasos 0 y 1, respectivamente. Las moléculas de segunda generación en la etapa de núcleo caliente de baja masa/alta masa en la envoltura que alcanza los 100 K o más, donde los hielos más masivos se empiezan a evaporar, se designa como 2. Los granos tienen un tamaño típico de  $1 \mu\text{m}$  y no están dibujados a escala. La temperatura y la densidad de partículas mostradas en las flechas superiores se refieren únicamente a la envoltura y no al disco. Una vez el material ingresa al disco, puede ocurrir congelación y química superficial en otro tipo de procesos que no se detallan en este capítulo y no son necesarios para el estudio en cuestión.

### 3.2.3. Fase de núcleo caliente

Esta fase se distingue por las especies de segunda generación, que son moléculas grandes en el núcleo caliente (baja o alta masa) a una temperatura entre 100 y 300 K, que es suficiente para evaporar completamente los mantos sobre los granos de polvo. En esta etapa la química únicamente ocurre en el gas a través de reacciones ion-molécula y molécula neutra-neutra. Dado que la temperatura es muy alta, en esta etapa pueden ocurrir de manera eficiente muchos procesos endotérmicos y procesos exotérmicos con barreras de potencial altas. Un ejemplo de estas reacciones es la interacción del metanol como precursor de reacciones ion-molécula para formar especies como éter dimetílico y formiato de metilo. Muchas de estas especies grandes logran migrar al disco protoplanetario, en el cual pueden llegar a conservarse, de lo contrario son destruidas por fotodisociación debido a la radiación a la que están expuestas en las partes cercanas al núcleo protoestelar.

## 4. TELESCOPIO ALMA

Las moléculas orgánicas complejas interestelares no se observan con el típico telescopio óptico con lentes o espejos, sino con un telescopio diferente llamado “radiotelescopio”. El nombre de radiotelescopio proviene de que las ondas de radiación detectadas tienen una longitud de onda en el orden de metros y centímetros. Conforme la espectroscopia astronómica molecular fue necesario construir radiotelescopios especializados para observar el espectro rotacional de las moléculas, ubicado en una sección denominada milimétrica y submilimétrica. En estos días, aunque se separa por categorías a la radioastronomía y la astronomía milimétrica/submilimétrica, los telescopios que utilizan ambas operan bajo los mismos principios físicos y tecnológicos. Una de las principales diferencias entre ambos, tiene que ver con el tamaño de las antenas colectoras y la localización de las mismas para evitar el bloqueo atmosférico. Los radiotelescopios pueden tener antenas colectoras más grandes, ya que la construcción de las mismas no tiene la restricción de tener una superficie perfecta dada la larga longitud de onda de las señales, mientras que los milimétricos deben tener una superficie más fina ya que las irregularidades de la superficie pueden causar interferencia en las señales recibidas.

Un radiotelescopio (lo que aplica para un telescopio milimétrico, como se dijo arriba) consiste de algunos elementos que colectan la radiación y un receptor que detecta la radiación. Regularmente, estos telescopios tienen un plato largo que funcionan como un espejo reflector al focalizar la señal hacia un mismo punto. La resolución de un telescopio depende del tamaño del mismo, esto se representa mediante la ecuación

$$\theta = 1,220 \frac{\lambda}{D} \tag{4.1}$$

donde  $\theta$  es la resolución angular,  $\lambda$  es la longitud de onda de la radiación recibida y  $D$  es el diámetro del telescopio. Esto indica que para longitudes de onda grande como las relacionadas con el radio, los telescopios deben tener un área colectora grande si se desea una resolución angular que se encuentre en el orden de los segundos de arco.

Figura 9. Radiotelescopio de Arecibo



Fuente: Centro Nacional de Astronomía y la Ionosfera de los Estados Unidos (NAIC), este telescopio es propiedad de la *National Science Foundation* (NSF) de los Estados Unidos, [www.naic.edu](http://www.naic.edu). Consulta: enero de 2015.

El telescopio de Arecibo, Puerto Rico es el telescopio de plato único más grande con 300 metros de diámetro y opera a una longitud de onda entre 3 cm y 1 metro. Según la ecuación 4.1, la resolución máxima del telescopio es 15 segundos de arco.

Tal como las observaciones ópticas, en radioastronomía es posible hacer observaciones del continuo y observaciones de líneas espectrales. En las observaciones de continuo el receptor recibe radiación en un rango amplio de frecuencias, y con la información recopilada se obtiene una curva de intensidad contra frecuencia. En las segundas, la radiación es detectada en pequeños intervalos de frecuencia, entonces existe suficiente información para determinar el perfil de una línea de emisión o absorción.

La astronomía milimétrica, como se ha mencionado con anterioridad, comprende los espectros de las transiciones rotacionales de las moléculas interestelares. Considerando la longitud de onda más corta asociada en comparación en el radio, las antenas milimétricas pueden ser de menor tamaño, pero las superficies deben ser más finas lo cual dificulta su construcción. Una técnica para mejorar la resolución sin depender exclusivamente del tamaño de las antenas se llama interferometría y se detalla en una sección aparte ya que es la técnica empleada por ALMA para alcanzar gran resolución angular.

#### **4.1. Principios de interferometría**

Los interferómetros hacen uso de la diferencia de fase entre las señales que arriban a los telescopios desde la misma fuente astronómica. Cualquier pareja de antenas tiene una resolución angular que es aproximadamente igual a la longitud de onda de la radiación detectada, dividida por la separación entre las dos antenas en la dirección paralela a una línea que conecta a los dos telescopios. Adicionalmente, las diferentes orientaciones y la rotación de la tierra permiten generar distintas diferencias de fase que conducen al desarrollo de un mapa espacial, sin necesidad de apuntar el telescopio a varias partes de la fuente.

Para explicar las suposiciones que permiten llevar a cabo observaciones interferométricas, considérense dos antenas con una apertura  $d$  mucho menor que la separación  $B$  entre los dos telescopios (distancia llamada usualmente línea de base). Es evidente que este arreglo es mucho más fácil de construir que una estructura mecánica larga. Al cambiar la separación entre las antenas es posible determinar el tamaño de la fuente y la posición de una manera más precisa que con una sola apertura constante  $B$ , ya que la variación en las diferencias de fase permite distinguir los respectivos cambios en la intensidad de la fuente. Además, se puede alcanzar mucha precisión en el muestreo temporal de los receptores ya que puede ser ajustada de forma electrónica y no mecánica.

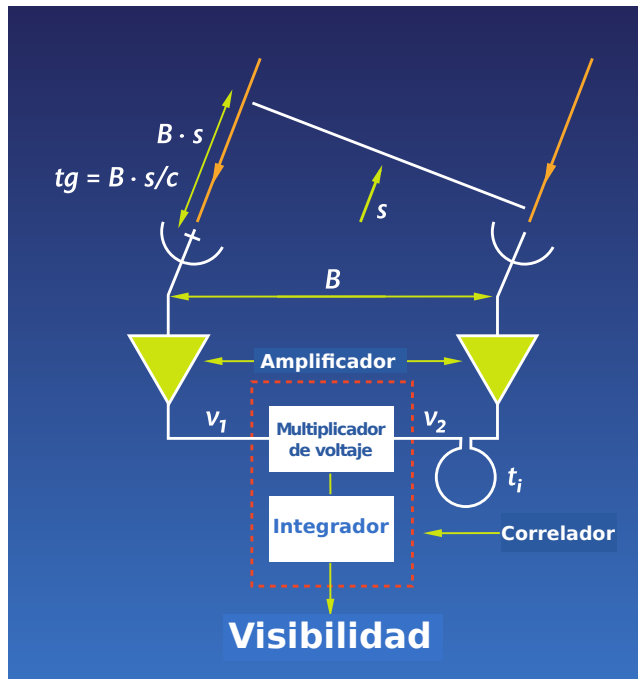
En las observaciones, la práctica usual es seguir la fuente conforme se traslada a lo largo del cielo. Este hecho, añadido a las distintas líneas de base a las que se pueden configurar las antenas, permite que los telescopios detecten diferentes respuestas en la detección de la señal según la orientación que tienen y el tiempo transcurrido. Una manera de cuantificar este cambio es la magnitud denominada visibilidad de la fuente, y esta relacionada con la multiplicación de los dos señales recibidas para distinguir la diferencia de fase, y considerando detalles matemáticos, resulta en la transformada de Fourier de la distribución bidimensional de la intensidad de la señal.

La explicación que provee la figura 10 brinda una visión muy intuitiva de lo que es la interferometría. La figura presenta dos antenas con una línea de base  $B$ , que cambia según la orientación de las antenas debido al movimiento de la fuente. Ingresan dos señales las cuales son amplificadas y, posteriormente, combinadas en un multiplicador de voltaje. El resultado de este aparato electrónico es la visibilidad, que es la respuesta del instrumento ante el cambio de la línea de base. La visibilidad resultante es sumada para un corto tiempo en el integrador. Usualmente, se realiza un ajuste de forma electrónica para el tiempo de retraso entre las señales a manera

que lleguen en fase al multiplicador de voltaje. Conforme la fuente se mueve, la línea de base proyectada cambia, esto permite tener varias mediciones que hacen posible resolver la estructura y la posición de la fuente.

Con un arreglo de múltiples antenas y una serie de observaciones, por ejemplo, cada 5 minutos siguiendo la fuente por 8 horas, la generación de imágenes de radio y milimétricas se convierte en una tarea más accesible que con telescopios de plato único. Para  $N$  telescopios existen  $N(N-1)/2$  parejas independientes, entre las cuales se ajustan diferentes líneas de base lo cual maximiza la información que se puede obtener en una sola observación.

Figura 10. Esquema de un interferómetro de dos elementos



Fuente: ALMA Observatory, Newsletter número 5, [www.almaobservatory.org](http://www.almaobservatory.org). Consulta: enero de 2015.

Esquema de un interferómetro de dos elementos. Este consiste en dos antenas cuyo tamaño es mucho menor al de la separación o línea de base. En la figura,  $tg$  es el tiempo de retraso entre las dos señales debido a la velocidad de la luz  $c$  considerando la distancia proyectada en la dirección de la fuente  $B \cdot s$ . El resultado final del aparato es la visibilidad, que es una medida de la variación en la intensidad de la señal a partir de los cambios en la línea de base.



## 4.2. Características del telescopio ALMA

El Gran Conjunto Milimétrico/submilimétrico de Atacama, o ALMA por sus siglas en inglés, es un interferómetro astronómico que está compuesto por 66 antenas y está localizado en el llano de Chajñator del desierto de Atacama al norte de Chile a 5 000 metros de altura sobre el nivel del mar. Las antenas fueron construidas en dos tamaños, 7 y 12 metros de diámetro, y observan en un rango de longitud de onda entre 0,3 y 9,6 mm. Los telescopios pueden ser separados en líneas de base que varían entre 150 metros y 16 kilómetros. Esta separación permite a ALMA observar con una resolución angular de 0.004 segundos de arco.

Existe un límite físico para la mínima separación entre antenas, ya que estas no deben entrar en contacto. Para las antenas de 12 metros esta distancia es 15 metros. A una longitud de onda de 3 mm, corresponde a una resolución angular de 50 segundos de arco, lo que se traduce en que estructuras más grandes a dicho ángulo no pueden ser registradas. Para resolver esta limitación, se diseñó un interferómetro más pequeño llamado el Arreglo Compacto de Atacama o ACA, por sus siglas en inglés. Este consiste en 4 antenas de 12 metros y 12 antenas de 7 metros que permiten mapear regiones grandes del cielo. Por otro lado, el arreglo principal de 50 antenas de 12 metros puede observar objetos compactos con una alta resolución angular y espectral.

La importancia de ALMA en la astronomía contemporánea radica en su alta sensibilidad y resolución al efectuar las siguientes tareas: obtener imágenes de emisión del polvo en galaxias en desarrollo durante épocas de formación, rastrear la composición química del gas formador de estrellas en galaxias como la Vía Láctea, determinar la dinámica de discos de acreción protoestelares de polvo oscurecido y obtener imágenes de la cinemática del gas en discos protoplanetarios alrededor de

estrellas similares al Sol, con resolución de unas pocas ( $<10$  AU) unidades astronómicas en protoestrellas cercanas ( $\approx 100$  pc).

Figura 11. **Conjunto Compacto de Atacama (ACA)**



Fuente: ALMA Observatory, [www.almaobservatory.org](http://www.almaobservatory.org). Consulta: noviembre de 2014.

El Conjunto Compacto de Atacama (ACA) es un subsistema del telescopio ALMA que es utilizado para generar imágenes de fuentes astronómicas extensas. Fotografía tomada del sitio del Observatorio ALMA que es un proyecto conjunto del Observatorio Europeo del Sur (ESO), Observatorio Nacional de Radio-Astronomía de los Estados Unidos (NRAO) y Observatorio Astronómico Nacional de Japón (NAOJ).

#### **4.3. Otros interferómetros e instrumentos milimétricos**

El interferómetro más importante en radioastronomía es el Very Large Array (VLA) en Nuevo México, Estados Unidos. El arreglo contiene 27 antenas de 25 metros de diámetro cada una, que se ubican en una configuración en forma de "Y", como se mencionó anteriormente, para variar las posiciones relativas de las antenas y producir la mayor cantidad de puntos en mapas de objetos astronómicos. Cada brazo de la configuración Y alcanza una distancia de 21 km, es decir, la línea de base puede tener dicha longitud y se modifica según la resolución requerida para la observación.

Otra característica importante es que la longitud de onda mínima a la cual opera el telescopio es 7 mm y la longitud de onda máxima es 10 metros. ALMA observa en otra región del espectro electromagnético (0,3 - 9,6 mm), en otras palabras, las observaciones de VLA son complementarias a las realizadas por ALMA.

Figura 12. **Radio-interferómetro Very Large Array**



Fuente: Observatorio de Radioastronomía de los Estados Unidos (NRAO), [images.nrao.edu](http://images.nrao.edu).

Consulta: enero de 2015.

Radio-interferómetro *Very Large Array*, que está ubicado en Socorro, Nuevo México, Estados Unidos. En esta imagen se observa la configuración Y que permite tener diferentes líneas de base.

Para alcanzar la mejor resolución angular posible, los astrónomos han conectado telescopios en ubicaciones muy separadas y esta técnica se conoce como interferometría de gran línea de base (VLBI, por sus siglas en inglés). Con ella se han alcanzado resoluciones de hasta  $10^{-4}$  segundos de arco. El Very Long Baseline Array (VLBA) utiliza esta técnica y se encuentra principalmente a lo largo de Estados Unidos. Este interferómetro lo componen 25 antenas de 25 metros de diámetro cada una y están separados por distancias de hasta 8 600 kilómetros. El rango de longitudes de onda cubiertas por este interferómetro es 3 mm a 28 cm, aunque se traslapa con el rango

observado por ALMA se debe considerar que por la altura a la que se encuentra este último, puede recibir señales que son absorbidas por la atmósfera en sitios de moderada altitud como el que se ubica VLBA.

Entre los telescopios milimétricos y submilimétricos importantes se debe hacer una distinción, aquellos que son de plato único y los interferómetros. Con un plato único, los de mayor importancia son el IRAM-30m<sup>6</sup> en España, Nobeyama-45m<sup>7</sup> en Japón, Telescopio James Clerk Maxwell<sup>8</sup> en Hawaii, Estados Unidos. Estos observan en un rango comprendido entre los 0,8 hasta 10 mm. También, uno de los nuevos aparatos de este tipo, que por su cercanía es importante para la ciencia en la región mesoamericana, es el Gran Telescopio Milimétrico (GTM<sup>9</sup>), ubicado en la cima del volcán Sierra Negra en Puebla, México, cuyo plato tiene un diámetro de 50 metros. Sin embargo, la desventaja de estos telescopios radica en la dificultad que representa realizar mapas de los objetos observados, como se puede deducir de la sección anterior. Por ello, los telescopios milimétricos-submilimétricos ahora se construyen como interferómetros.

El primer interferómetro para dicha región del espectro fue el Sub-Millimeter Array (SMA) en Mauna Kea, Hawaii y opera con señales desde 0,4 hasta 1,6 mm en longitud de onda. Está compuesto por 8 antenas de 6 metros de diámetro y la línea de base puede variar desde 16 a 508 metros. Si se compara con ALMA, las líneas de base de este aparato no son tan grandes (16 km), lo que significa que no puede alcanzar una resolución tan alta. Otro interferómetro previo a ALMA es el Plateau de Bure interferometer, en los Alpes franceses, consiste en 6 antenas de 16 metros de diámetro. La línea de base máxima es 760 metros y estos telescopios también se han

---

<sup>6</sup>Operado por el Instituto de Radioastronomía Milimétrica (IRAM).

<sup>7</sup>Propiedad del Observatorio Astronómico Nacional de Japón (NAOJ).

<sup>8</sup>Este telescopio es parte de un consorcio entre Gran Bretaña y Canadá.

<sup>9</sup>Construido por el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica de México.

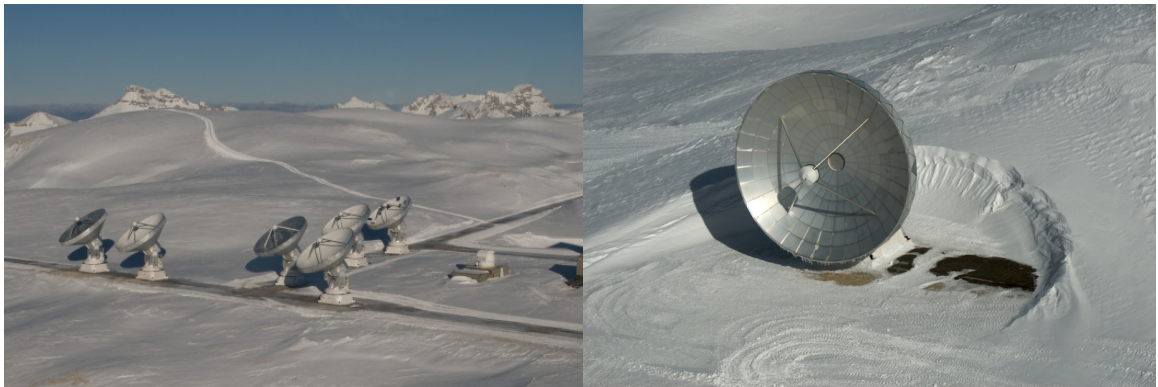
empleado en técnicas de interferometría de gran línea de base. De igual forma, este telescopio no puede alcanzar la resolución de ALMA por si mismo y tampoco puede realizar mapas con tantos puntos en un tiempo corto debido a su limitado número de antenas (ALMA tiene 66 antenas).

El salto tecnológico de ALMA, empleando la interferometría y aprovechando una ubicación de gran altitud, representa una oportunidad sin precedentes para la astronomía actual: alta resolución espacial de hasta decenas de unidades astronómicas y alta resolución espectral en longitudes de onda que usualmente están bloqueadas por la atmósfera.

Figura 13. **Arreglo interferométrico Plateau de Bure interferometer**

(a) Vista aérea del arreglo.

(b) Acercamiento a una antena del arreglo.



Fuente: IRAM (Institut de Radioastronomie Millimétrique), [www.iram-institute.org](http://www.iram-institute.org). Consulta: enero de 2015.

a) Fotografía del arreglo interferométrico Plateau de Bure interferometer del Instituto de Astronomía Milimétrica ubicado los Alpes franceses. Se observan las seis antenas que comprenden el interferómetro. b) Una de las antenas de 16 metros de diámetro del interferómetro milimétrico Plateau de Bure interferometer.



## 5. PROTOESTRELLA IRAS 16293-2422

### 5.1. Información básica de la protoestrella

IRAS 16293-2422 es el nombre de una estrella en formación localizada en la constelación del Ofiuco, muy cerca de la frontera con la constelación del Escorpión, dentro de una región de formación estelar conocida como  $\rho$  de Ofiuco a una distancia de 120 pc. Por brevedad, en este estudio se llamará al objeto I16293 en varias ocasiones, simplificación que es empleada usualmente en la literatura cuando se menciona esta protoestrella.

Este objeto es una protoestrella clase 0, es decir, está profundamente inmerso en la nube preestelar de la que surgió. Su luminosidad bolométrica es  $32 L_{\odot}$ , la masa total de la envoltura es  $3M_{\odot}$  en un tamaño aproximado de 3 000 AU (Correira et al, 2004). Debido a su masa, I16293 se clasifica como una protoestrella de baja masa. El proceso de formación estelar varía según la masa del objeto, para estrellas de baja masa existe un mejor entendimiento de las etapas que comprenden la evolución hasta una estrella con sistema planetario. Por otro lado, la formación de estrellas masivas presenta la dificultad de estar sujeta a altos niveles de radiación y temperaturas más altas que sus contrapartes menos masivas.

I16293 ha sido considerada como la mejor protoestrella de baja masa para realizar estudios de astroquímica. Una gran cantidad de moléculas orgánicas complejas ha sido detectada en esta fuente, a través de estudios milimétricos y submilimétricos con telescopios de plato único e interferómetros pequeños, como el SMA<sup>10</sup> y el

---

<sup>10</sup>Sub-Millimeter Array, ver capítulo 4.

Plateau de Bure interferometer. Dada su proximidad y brillo, varios estudios han permitido distinguir su estructura física y química. Una de las conclusiones importantes es que I16293 está compuesto por dos fuentes, I16293-A y I16293-B, separadas por 5" o  $\sim 600$  AU (Mundy et al. 1992).

La principal distinción entre las dos fuentes en I16293 es que el espectro en la fuente A tiene líneas con una amplitud (FWHM) superior a  $8 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que las líneas en la fuente B son mucho más angostas, comúnmente con un ancho inferior a  $2 \text{ km s}^{-1}$ . Además, estudios interferométricos anteriores han sugerido una fuerte diferenciación en las especies químicas en las componentes de la protoestrella binaria. Esto sugiere distintas etapas evolutivas en cada una de las fuentes. Generalmente, se está de acuerdo en que I16293-A es un objeto protoestelar, sin embargo, se ha sugerido que I16293-B puede ser una estrella T-Tauri, es decir, una estrella de baja luminosidad que está a punto de ingresar a la secuencia principal.

## 5.2. Datos de verificación científica de ALMA

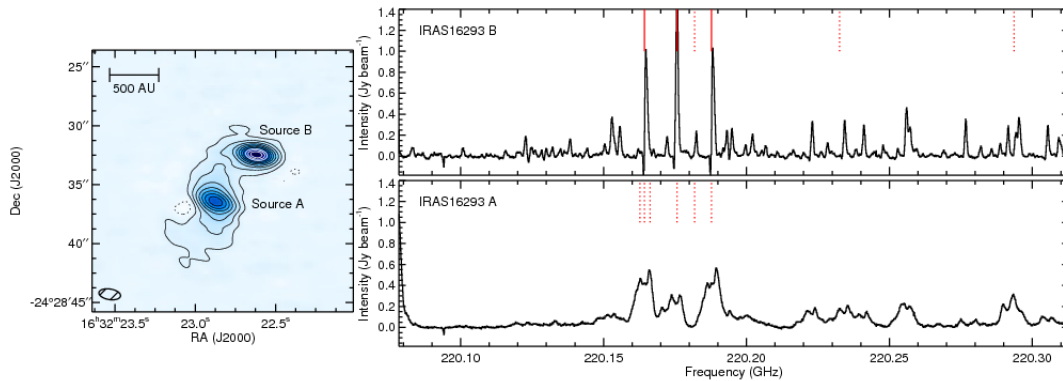
El proceso de verificación científica (SV) es aquel que demuestra las capacidades de ALMA produciendo datos para análisis científico y publicaciones arbitradas, sin emplear todas las antenas del interferómetro. Para el estudio espectral realizado se hizo uso de los datos de verificación científica del telescopio ALMA en la banda receptora número 9. La banda 9 corresponde a un rango de frecuencias de 602-720 GHz o bien 0,4 a 0,5 milímetros en longitud de onda. Las observaciones fueron tomadas el 16 y 17 de abril del 2012 usando 15 antenas y una configuración con líneas de base que variaba entre 26 y 402 metros.

El espectro observado tiene cuatro ventanas con 3 840 canales y una separación de canal de 488 KHz, es decir, un ancho de  $0,21 \text{ km s}^{-1}$  a 690 GHz. Por factores



técnicos, la resolución final de los datos es de  $0,4 \text{ km s}^{-1}$ . El ancho de banda total cubierto por cada ventana es de  $1,875 \text{ GHz}$  y estas están centradas aproximadamente en  $704,249$ ,  $691,299$ ,  $689,499$  y  $678,499 \text{ GHz}$ . Los datos calibrados fueron tomados del sitio de CASA<sup>11</sup>.

Figura 14. Estructura de I16293 y espectros para las fuentes A y B



Fuente: Pineda et al. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, [www.aanda.org](http://www.aanda.org). Consulta: noviembre de 2014.

En la parte izquierda de la figura se observa el mapa en continuo de I16293 centrado en  $220.1 \text{ GHz}$ , con datos de verificación científica de ALMA en la banda 6 ( $220.078\text{-}220.313 \text{ GHz}$ ). En esta imagen se puede notar la presencia de dos fuentes, A y B, en IRAS 16293-2422. A la derecha se presentan los espectros de la fuente A y la fuente B con algunas transiciones moleculares indicadas con líneas rojas. Al comparar los dos espectros se evidencia que las líneas de I16293-B son mucho más angostas que aquellas de I16293-A.

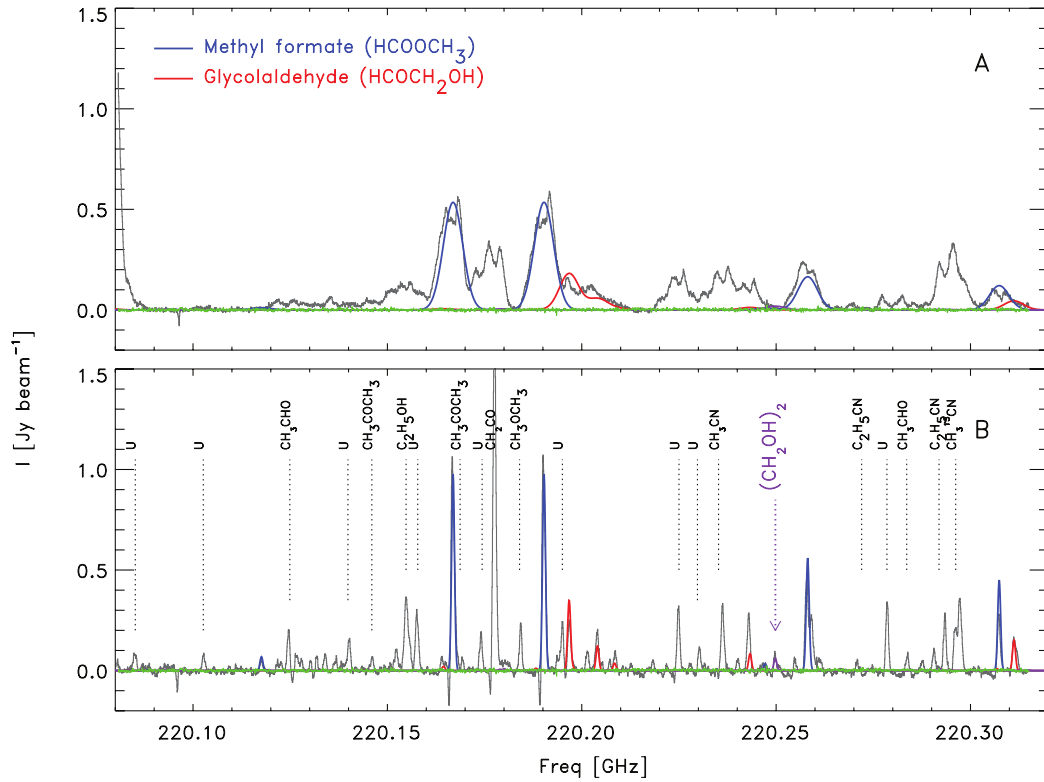
<sup>11</sup> *Common Astronomy Software Applications* es un paquete desarrollado para dar soporte de posprocesamiento a las observaciones de los radiotelescopios modernos. Para más información <http://casaguides.nrao.edu/>

Una identificación relevante en este rango de frecuencias es la línea de CO  $J = 6 - 5$  ( $E_{up}/k_B \sim 116$  K) a una frecuencia de reposo de 691,473 GHz. Estas observaciones de líneas altamente excitadas son importantes para determinar como la energía en forma de ondas de choque es retornada hacia la envoltura de las estrellas en formación. Kristensen et al. 2013 presentan un análisis de este espectro en el que se concluye que, a pesar de que ha sido identificado un colapso, la fuente B no muestra indicios de actividad por medio de ondas de choque. De hecho, se considera que las ondas de choque detectadas cerca de la fuente B provienen de la fuente A y se traslapan con la primera.

Uno de los descubrimientos más importantes en la etapa de verificación científica en una protoestrella es la detección del azúcar más simple, glicolaldehído ( $\text{HCOCH}_2\text{OH}$ ), en I16293 por medio de 13 transiciones moleculares tanto en la banda 6 (220,078 - 220,313 GHz) como en la banda 9. Jorgensen et al. 2012 reportan esta especie de relevancia biológica, ya que es una de las moléculas precursoras del ARN, junto con su isómero, formiato de metilo ( $\text{HCOOCH}_3$ ), que es un factor de 10-15 más abundante en los dos fuentes.

Sobre I16293, Pineda et al. 2012 realizaron un estudio cinemático acerca del colapso en la fuente B con observaciones de ALMA. Estas últimas provienen de la banda 6 y debido a la alta resolución espectral es posible detectar un perfil P-Cygni inverso, en otras palabras, la estructura de una línea que indica colapso de material hacia un núcleo central. El perfil fue modelado para las tres líneas más brillantes,  $\text{CH}_3\text{CHO}$  y  $\text{H}_2\text{CCO}$ , y permitió derivar un ritmo de colapso de  $4,15 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . La verificación del colapso descarta la posibilidad de que la fuente B se encuentra en una etapa más evolucionada de estrella T-Tauri, como se había sugerido con anterioridad.

Figura 15. Espectro de I16293 fuente A y B con líneas de glicolaldehído



Fuente: Jorgensen et al. 2012, iopscience.iop.org. Consulta: noviembre de 2014.

Espectro de IRAS 16293-2422 fuente A y B con líneas de glicolaldehído y formiato de metilo detectadas por Jorgensen et al. 2012. Los modelos de equilibrio termodinámico local de formiato de metilo (azul) y glicolaldehído (rojo) están representados sobre el espectro. El eje horizontal representa la frecuencia en el marco de referencia en reposo, es decir, corregido para una velocidad de la fuente de 3 km s<sup>-1</sup>. El eje vertical es la intensidad en Jy beam<sup>-1</sup>. Se debe resaltar que las líneas más angostas en I16293-B facilitan la identificación de las transiciones moleculares.



## 6. IDENTIFICACIÓN DE LÍNEAS ESPECTRALES

### 6.1. Software: CASSIS

Una de las metas principales de esta tesis es la identificación de líneas en el espectro observado con el telescopio ALMA. Este proceso fue realizado con el paquete de acceso público CASSIS<sup>12</sup>. CASSIS es un programa que cuenta con tres útiles secciones para el propósito de identificación de líneas: análisis de espectro (*spectrum analysis*), análisis de línea (*line analysis*) y LTE+RADEX. En la sección de análisis de espectro, el espectro es agregado en un formato *.fus* y visualizado en la pestaña espectro completo (*full spectrum*) donde se pueden realizar acercamientos como el usuario desee, tanto en el eje de la frecuencia como en el eje de la intensidad.

Una de las grandes ventajas de CASSIS respecto a otros programas de identificación de líneas es la sección de LTE+RADEX, esta provee un espectro sintético de ciertas especies seleccionadas asumiendo equilibrio termodinámico local. El espectro sintético es desplegado sobre el espectro observado a manera de realizar una comparación entre ambos. Finalmente, cuando la línea es relacionada con cierta transición molecular, es posible efectuar un ajuste Gaussiano con la sección de análisis de línea y almacenar la información, tanto los parámetros del ajuste como los parámetros de la transición, en un archivo *.txt*.

CASSIS incluye bases de datos estándar de espectroscopía molecular como el

---

<sup>12</sup>[cassis.irap.omp.eu](http://cassis.irap.omp.eu)

catálogo JPL<sup>13</sup> y el catálogo CDMS.<sup>14</sup> Estas bases de datos contienen las asignaciones cuánticas, frecuencias e intensidades de las líneas rotacionales de muchas especies, ya sean medidas o predichas por un modelo. En ambos catálogos existe una convención para la identificación de las especies. Cada una de estas es asociada a un número de seis dígitos llamado etiqueta. Los primeros tres dígitos corresponden al peso molecular en unidades de masa atómica, el tercer dígito indica el catálogo que es 5 para el catálogo CDMS y 0 para el catálogo JPL; y los últimos dos dígitos inician desde 01 hasta el número de moléculas que coincidan en peso molecular y catálogo. Por ejemplo, el metanol (CH<sub>3</sub>OH), que tiene un peso molecular de 32 unidades de masa atómica y se encuentra en el catálogo CDMS en sus estados vibratorios  $\nu = 0, 1$ , se identifica con la etiqueta 032504.

## 6.2. Estrategias para la identificación de líneas

Para identificar las líneas espectrales se consideran varios aspectos importantes. Uno de los pasos primordiales de este procedimiento es el espectro sintético cuyo nombre es “modelo LTE” (de Equilibrio Termodinámico Local, LTE). Este modelo asume que todas las transiciones moleculares están caracterizadas por la misma temperatura. A continuación se presenta un listado de criterios aplicados para la identificación:

1. El modelo LTE fue realizado para aquellas especies que han sido identificadas en un estudio espectral anterior en la misma fuente (IRAS 16293-2422) y también para una plantilla de especies en un núcleo caliente de baja masa (*Low-mass*

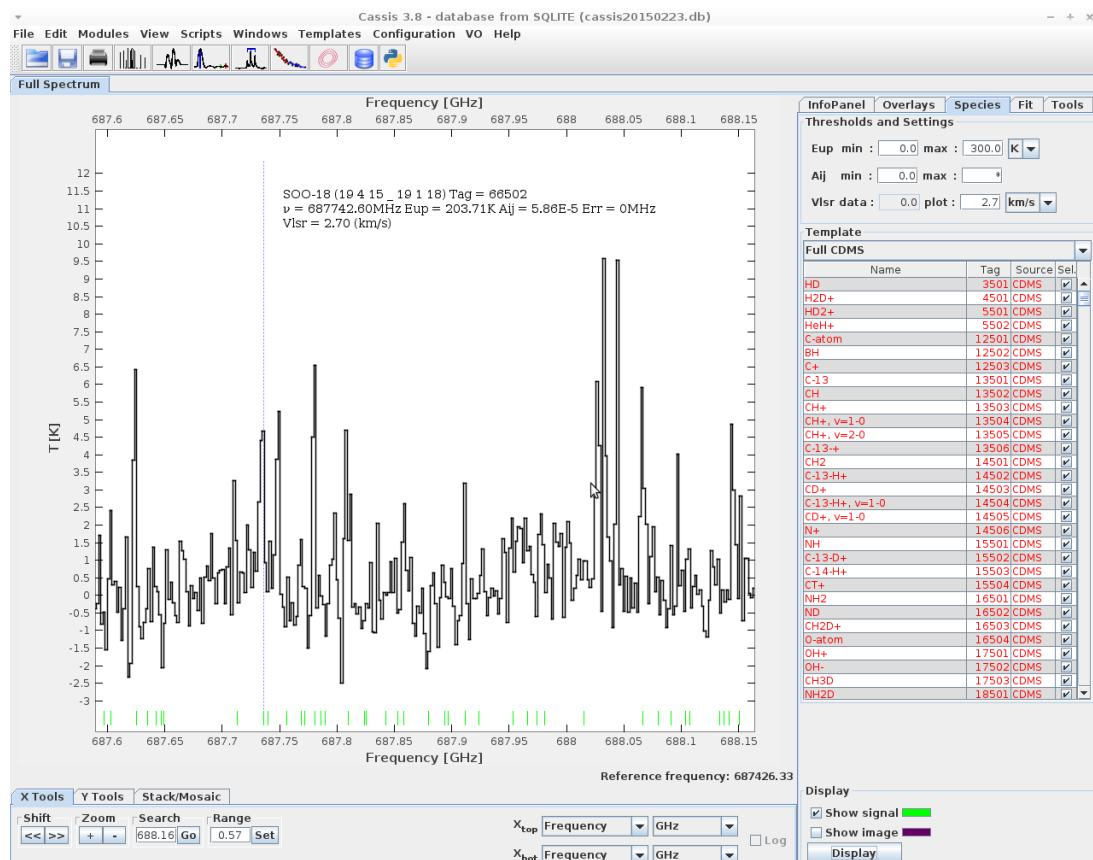
---

<sup>13</sup>Catálogo del Laboratorio de Propulsión a Chorro (Jet Propulsion Laboratory), Instituto de Tecnología de California, [spec.jpl.nasa.gov](http://spec.jpl.nasa.gov)

<sup>14</sup>Cologne Database for Molecular Spectroscopy, de la Universidad de Colonia, Alemania, [astro.uni-koeln.de/cdms](http://astro.uni-koeln.de/cdms).

*hot corino*) que provee CASSIS. El estudio espectral anterior por E.Caux et al. 2011, fue hecho con las observaciones del telescopio IRAM-30m en el rango de frecuencias 80-289 GHz y el telescopio JCMT-15m en el rango de frecuencias 328-366 GHz, es decir, este estudio es un complemento a dichas observaciones.

Figura 16. Ventana principal del programa CASSIS



Fuente: elaboración propia.

Ventana principal del programa CASSIS. Las líneas negras representan el espectro observado y las líneas verdes indican posibles transiciones a identificar. Estas líneas representan líneas cuyos parámetros han sido determinados en el laboratorio. Respecto a los ejes, el horizontal es la frecuencia en Gigahertz y el vertical, la temperatura de antena en Kelvin.

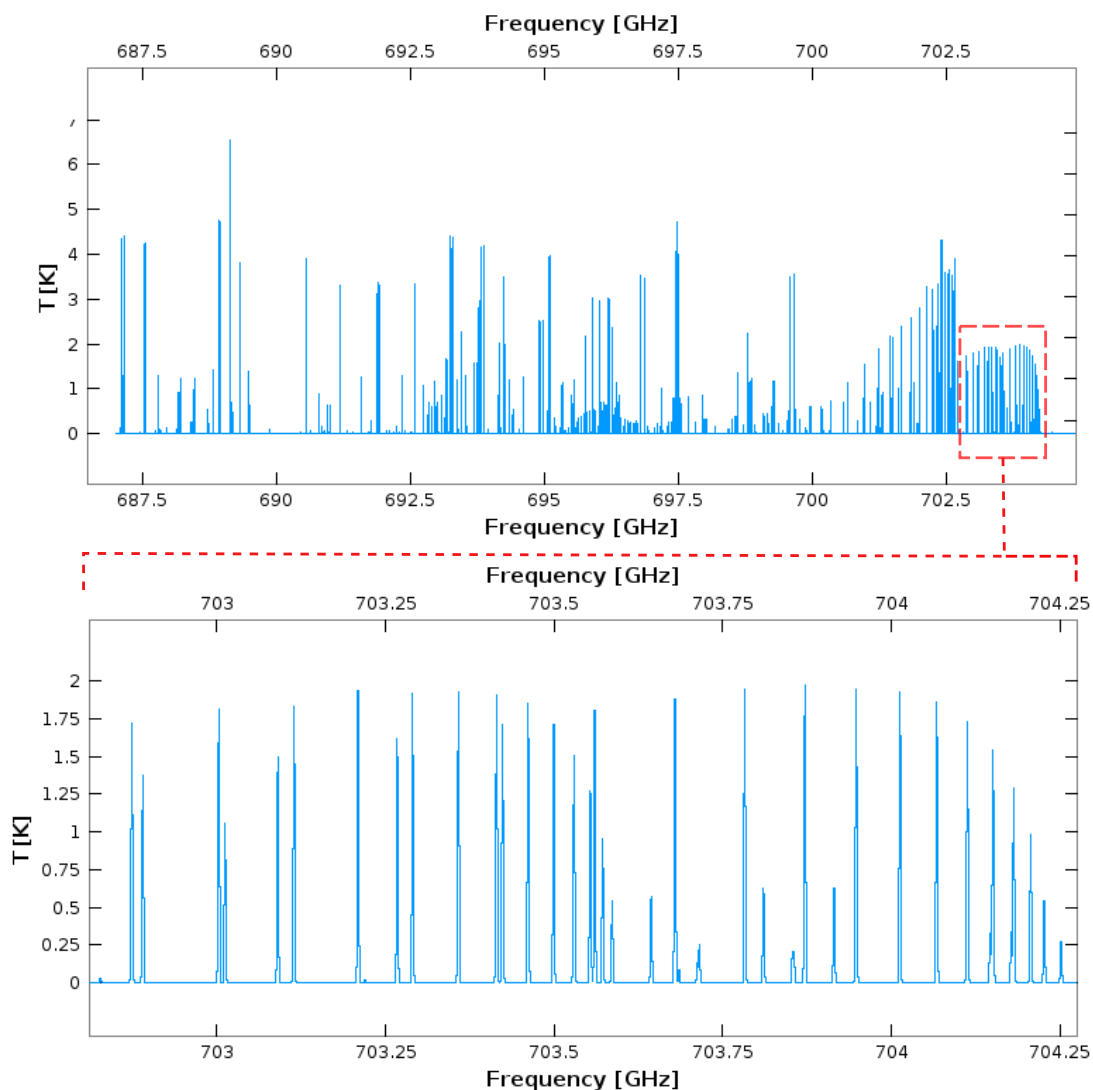
2. Verificar la presencia de las líneas predichas por el modelo LTE es uno de los argumentos más fuertes para completar los estudios de líneas espectrales. Particularmente, una sola anticoincidencia entre el espectro sintético y el espectro observado es un argumento fuerte para el rechazo de una posible identificación. Cuando un modelo LTE es empleado, este es el primer criterio para la identificación de líneas.

Un parámetro importante para el modelo LTE es la temperatura de excitación, es decir, la temperatura que caracteriza la población de los niveles de energía mediante el factor de Boltzmann. Si la temperatura seleccionada para realizar el modelo es muy alta muchas líneas que no están presentes en el espectro observado pueden ser predichas. Por esta razón, el modelo debe ser desarrollado con diferentes temperaturas de excitación tratando de escoger la más apropiado para mostrar las líneas observadas, tanto en frecuencia como en intensidad.

En este estudio, las temperatura de excitación varían de 100 a 150 K, dado que estas son temperaturas típicas de la envoltura interior de una protoestrella (Herbst & van Dishoeck, 2009). También, fueron aplicados umbrales para el nivel superior de energía  $E_u < 1\ 000\text{K}$  y el coeficiente de Einstein para emisión espontánea  $A_{ij} > 10^{-4}\ \text{s}^{-1}$ . Otro aspecto a considerar es que algunas líneas pueden estar ausentes si están localizadas en frecuencias dónde aparecen perfiles de absorción de especies muy abundantes, en comparación con moléculas orgánicas complejas. Por ejemplo, en este estudio espectral se presentan grandes perfiles de absorción de SO.



Figura 17. Espectro simulado de acetaldehído



Fuente: elaboración propia con el programa CASSIS.

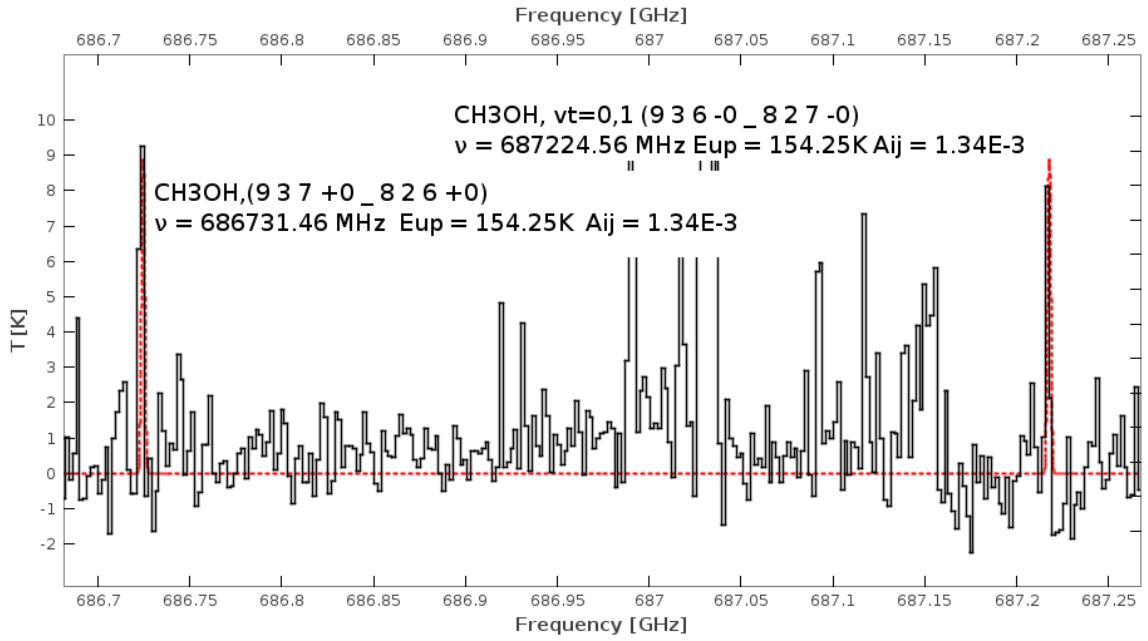
Espectro simulado de acetaldehído ( $\text{CH}_3\text{CHO}$ ) en el rango de frecuencias que cubre este estudio espectral, asumiendo equilibrio termodinámico local (LTE) a una temperatura de excitación de 150 K. Este espectro se presenta tal y como es desplegado en el programa CASSIS. El panel inferior hace un acercamiento al espectro del panel superior justo en el rango que se presentan muchas de las líneas de acetaldehído que se identificaron con los criterios descritos en esta sección.

3. Si no se logra asociar ninguna línea predicha con una línea observada, se ha realizado una búsqueda específica con la base de datos Splatalogue, en un rango de frecuencias reducido. La base de datos para espectroscopía astronómica Splatalogue<sup>15</sup> es una nueva base de datos asociada con proyectos de observación, entre ellos ALMA, que contiene datos de catálogos como JPL, CDMS y muchos otros. Debe ser enfatizado que este tipo de búsqueda específica es realizada después del modelo LTE y la búsqueda de anticoincidencias entre especies sugeridas por el anterior estudio espectral y la plantilla de núcleo caliente de baja masa.
4. Después de la primera identificación, el ajuste a las líneas es el siguiente paso. Se empleó un ajuste Gaussiano, el cual brinda la velocidad de la fuente  $v_{lsr}$  en  $km\ s^{-1}$ , la anchura a media altura (FWHM) de la línea en  $km\ s^{-1}$ , el flujo integrado en  $K\ km\ s^{-1}$  y otros parámetros.
5. Otro de los criterios para asegurar la identificación es que la velocidad del ajuste Gaussiano tiene que estar cerca de la velocidad de la fuente aceptada. Por ejemplo, para Caux et al. 2011 reportaron valores  $v_{lsr} \sim 2,5-3\ km\ s^{-1}$  para moléculas orgánicas complejas,  $\sim 2,5\ km\ s^{-1}$  para pequeñas cadenas de carbono y moléculas pequeñas,  $\sim 3,7\ km\ s^{-1}$  para moléculas que contienen  $S$  y  $N$ ; y de 2 a  $9\ km\ s^{-1}$  para líneas de metanol. Otro criterio a evaluar es que la intensidad máxima ( $I_{max}$ ) en el ajuste sea tres veces mayor a la incerteza  $\Delta I_{max}$  dada en el ajuste con el programa CASSIS, es decir,  $\sigma = I_{max}/\Delta I_{max} \geq 3$ .

---

<sup>15</sup>[www.splatalogue.net](http://www.splatalogue.net)

Figura 18. Modelo LTE para metanol



Fuente: elaboración propia con el programa CASSIS.

Modelo LTE para metanol (CH<sub>3</sub>OH), línea roja punteada, sobre el espectro observado. En este rango existen dos líneas predichas por el modelo, la ausencia de cualquiera de estas dos líneas sería un argumento fuerte para rechazar la identificación de metanol en el espectro. El espectro sintético fue obtenido con la base datos y el paquete de CASSIS. Por claridad solamente se presentan líneas de metanol en el modelo, sin embargo, se pueden modelar varias especies químicas con un solo modelo. Otro punto importante a aclarar es que la comparación entre el modelo LTE y el espectro observado permitió en este estudio la identificación de las especies, no se dio la detección de una especie, es decir, identificar una especie nunca antes vista en esta protoestrella o en las protoestrellas de baja masa en general.

### 6.3. Líneas identificadas y sus parámetros

A continuación se presenta la tabla II con algunos resultados de la identificación de líneas en la protoestrella IRAS16293-2422 fuente B. Los parámetros obtenidos se derivan de un ajuste Gaussiano a la línea espectral, asumiendo que existe un ensanchamiento de la línea debido a efecto Doppler. En primer lugar se indica la frecuencia a la cual se encontró la línea en GHz, la especie química a la que pertenece y los números cuánticos correspondientes a la transición rotacional. En esta última los números grandes indican el número cuántico de momento angular rotacional  $J$  y los pequeños indican proyecciones del momento angular según el número cuántico  $K$ , aunque este no se emplea en ningún análisis dentro de este estudio. Sin embargo, dicho número podría ser importante en determinar condiciones de termalización en un diagrama de rotación (Goldsmith & Langer, 1999), no obstante, debido a que este estudio cuenta con un número de líneas limitado no se realizó dicha discriminación.

Los otros parámetros mostrados son la energía del estado superior  $E_u$  en K, el coeficiente de Einstein para emisión espontánea  $A_{ul}$  en  $s^{-1}$  y algunos parámetros del ajuste Gaussiano como  $v_{lsr}$ ,  $FWHM$  y el flujo integrado. Al encontrar una mezcla de especies en cierta línea no se presentan parámetros de ajuste Gaussiano. La tabla III presenta una lista de líneas sin identificar y sus correspondientes valores máximos de intensidad en K, estas líneas permanecen sin alguna transición asociada después de aplicar el criterio de modelo LTE y la búsqueda específica con Splatalogue.

Debido a que la lista de transiciones identificadas contiene muchos datos, por claridad, se presenta completa en el Apéndice A. La tabla II incluye las transiciones en la ventana espectral 688,4897 - 690,3625 GHz a manera de ilustrar la lista completa y los parámetros que se pueden visualizar con el ajuste Gaussiano.

Tabla II. Transiciones identificadas en ventana 688,4897 - 690,3625 GHz

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flux ( $K\ km\ s^{-1}$ )
688,5541	CH <sub>2</sub> DOH	9 <sub>7,2</sub> - 9 <sub>6,4</sub>	688,5627	286,43	1,0(-4)	3,71	1,18	6,25
688,6117	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	11 <sub>1,10</sub> - 10 <sub>0,10</sub>	688,6036	170,58	8,8(-4)	3,54	2,36	15,78
688,7246	SO	16 <sub>17</sub> - 15 <sub>16</sub>	688,7349	285,66	4,4(-3)	4,50	-15,17	-27,68
688,9919	CH <sub>3</sub> OCHO	19 <sub>17,3</sub> - 18 <sub>16,2</sub>	688,9993	303,72	7,3(-4)	3,17	0,38	1,73
688,9994	CH <sub>3</sub> OCHO	10 <sub>7,3</sub> - 10 <sub>6,5</sub>	689,0075	303,71	7,3(-4)	3,54	0,76	2,68
689,0876	CH <sub>2</sub> DOH	15 <sub>1,14</sub> - 14 <sub>0,14</sub>	689,0946	276,06	8,6(-4)	3,04	1,54	3,50
689,1278	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>6,4</sub> - 8 <sub>5,3</sub>	689,1341	122,84	1,3(-3)	2,77	1,33	21,59
689,3221	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>6,4</sub> - 8 <sub>5,4</sub>	689,3221	122,74	1,3(-3)	2,72	1,28	20,55
689,3867	CH <sub>2</sub> DOH	10 <sub>7,3</sub> - 10 <sub>6,5</sub>	689,3944	307,87	1,2(-4)	3,33	0,78	2,08
690,0161	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	19 <sub>0,19</sub> - 18 <sub>1,17</sub>	690,0078	441,47	8,3(-4)	3,61	0,30	0,78

Fuente: elaboración propia.

Transiciones identificadas y parámetros de líneas a partir de ajustes Gausianos.  $\nu$  es la frecuencia en GHz,  $E_u$  es la energía del nivel superior en K,  $A_{ul}$  es el coeficiente de Einstein de emisión espontánea y  $v_{lsr}$  es la velocidad de la fuente astronómica. Para el coeficiente de Einstein se indica dentro de paréntesis el orden de magnitud del mismo.

Tabla III. **Líneas sin identificar en el estudio espectral**

Núm.	Frecuencia (GHz)	$I_{max}$ (K)
1	686,546	6,0
2	686,990	12,0
3	687,624	6,5
4	688,032	9,5
5	688,065	5,8
6	688,276	7,0
7	688,663	7,5
8	688,810	5,8
9	688,879	6,0
10	688,928	7,5
11	689,802	4,0
12	690,279	4,5
13	690,350	5,8
14	690,414	8,2
15	691,067	8,3
16	704,800	5,0

Fuente: elaboración propia.

Líneas sin identificar en el estudio espectral de I16293-B con la banda 9 de los Datos de Verificación Científica de ALMA. Se incluye la intensidad máxima de la línea en temperatura de antena (K).

#### 6.4. Resumen de la identificación de líneas

La tabla IV muestra el resumen del estudio espectral con 88 transiciones moleculares identificadas y 16 líneas sin identificar. Existen muchas moléculas orgánicas complejas como acetaldehído ( $\text{CH}_3\text{CHO}$ ), éter dimetílico ( $\text{CH}_3\text{OCH}_3$ ) y metanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $\text{CH}_2\text{DOH}$ ) y este hecho sustenta la aseveración hecha por otros estudios espectrales de que existe una rica complejidad molecular en IRAS1623-2422 (E. Caux et al. 2011, A. Jaber et al. 2014). La fuerte presencia de acetaldehído está en concordancia con A. Jaber et al. 2014 pero dicho estudio está enfocado en la envoltura fría de I16293-B mientras que este estudio está enfocado en la envoltura interior caliente. Esto muestra que moléculas como  $\text{CH}_3\text{CHO}$ , que se creían “frías” ( $\sim 10$  K) por estudios anteriores, resultaron tener un componente compacto “caliente” ( $\sim 100$  K) (Herbst & van Dishoeck, 2009).

También se encontraron tres moléculas deuteradas  $\text{CH}_2\text{DOH}$ ,  $\text{HDCO}$  y  $\text{D}_2\text{CO}$ . La presencia de moléculas deuteradas es esperada, considerando que en esta fuente se han observado cocientes de especies deuteradas respecto a normales, varios órdenes de magnitud superiores al cociente  $[\text{D}]/[\text{H}]$  regularmente observado de  $\sim 1,5 \times 10^{-5}$  (Linsky et al. 1995; Oliveira et al. 2003). Conocer la presencia de estas especies es importante debido que los patrones de deuterio, en principio, contienen importantes pistas para hallar las secuencias químicas hacia la formación de moléculas orgánicas complejas (Herbst & van Dishoeck 2009, donde se detallan patrones de formación de compuestos orgánicos). Adicionalmente, fueron identificados varios isotopólogos, como  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $^{33}\text{SO}_2$  and  $\text{HC}^{15}\text{N}$ . Entre las aplicaciones de los isotopólogos se encuentra la determinación de la densidad de  $\text{H}_2$ . Un caso particular es aplicado en van Dishoeck et al. 1995 usando  $\text{C}^{17}\text{O}$ . Tradicionalmente líneas ópticamente delgadas de isótopos de CO como  $\text{C}^{18}\text{O}$  y  $\text{C}^{17}\text{O}$  han sido adoptadas para dicha determinación, asumiendo una abundancia constante de CO respecto a  $\text{H}_2$  cercana a  $10^{-4}$ .

Tabla IV. **Resumen de especies identificadas**

Etiqueta	Especies	# Líneas	Rango $E_u$ (K)
28501	H <sup>13</sup> CN	1	149
28503	CO	1	116
28506	HC <sup>15</sup> N	1	148
31003	HDCO	1	235
32006	D <sub>2</sub> CO	4	238-413
32504	CH <sub>3</sub> OH	4	154-524
33004	CH <sub>2</sub> DOH	16	113-308
33502	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	5	170-474
34502	H <sub>2</sub> S	1	55
44003	CH <sub>3</sub> CHO	39	122-840
46004	C <sub>2</sub> H <sub>5</sub> OH	1	277
46008	CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub>	3	185-647
48001	SO	3	285-293
60003	CH <sub>3</sub> OCHO	3	303-337
65501	<sup>33</sup> SO <sub>2</sub>	2	119-212
65502	SO <sup>17</sup> O	1	119
66502	SO <sup>18</sup> O	2	171-203
Total de líneas identificadas		<b>88</b>	55-840
Líneas sin identificar		<b>16</b>	

Fuente: elaboración propia.







## 7. ANÁLISIS DE LÍNEAS ESPECTRALES

### 7.1. Líneas de metanol y diagrama de población

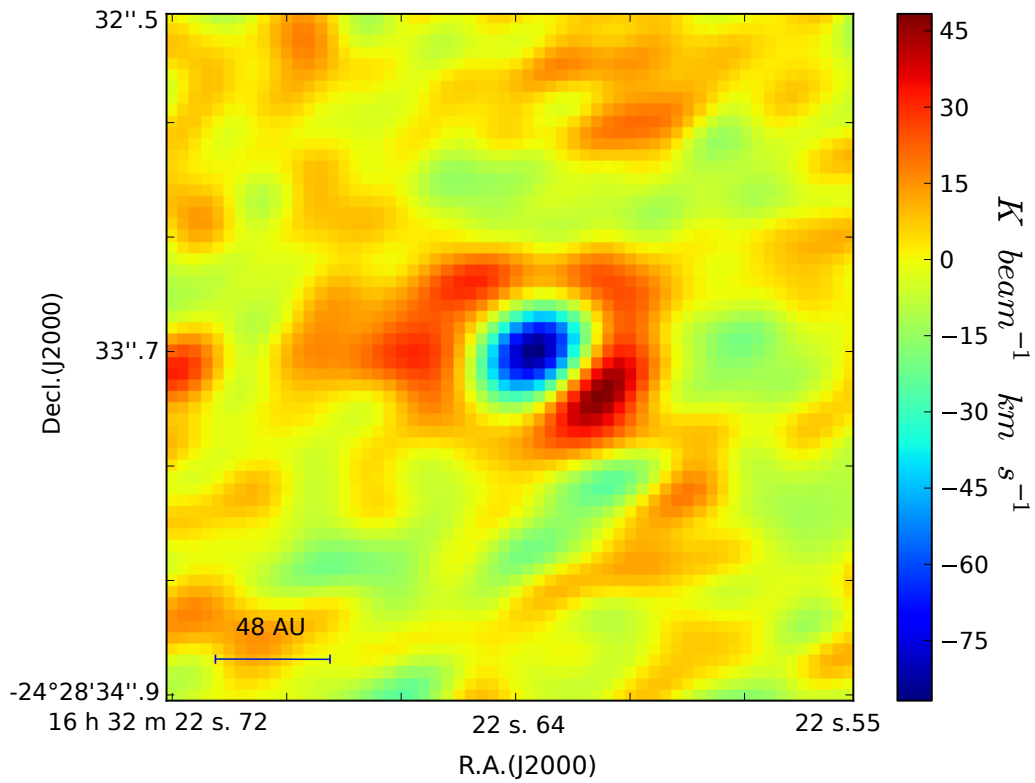
El siguiente paso, después de la identificación de líneas, es usar las transiciones de cierta especie para hacer un diagrama de rotación o población a manera de inferir algunas propiedades de la envoltura interior de I16293-B. No todas las especies son útiles para aplicar la técnica mencionada. Esto se debe a que se requieren más de dos líneas con energías de nivel superior diferentes, ya que es necesario realizar un ajuste lineal (ver sección 2.4). Por ello, se emplearon las líneas de metanol deuterado  $\text{CH}_2\text{DOH}$  considerando que fueron identificadas 16 transiciones y están distribuidas en un rango de energía desde 113 a 308 K. La tabla V muestra en detalle estas transiciones. El diagrama de rotación que surge de estas líneas fue usado para hacer un mapa de temperatura y densidad columnar de  $\text{CH}_2\text{DOH}$  en la fuente B de I16293.  $g_u$  es la degeneración del estado de energía rotacional superior.

Tabla V. **Transiciones de metanol para diagrama de rotación**

Frecuencia (GHz)	Transición	$E_u$ (K)	$A_{ij}$ ( $\text{s}^{-1}$ )	$g_u = 2J + 1$
704,0428	$16_{1,16} - 15_{1,15}$	304,06	1,4(-3)	33
703,7088	$11_{2,10} - 10_{1,9}$	157,47	7,4(-4)	23
691,9405	$15_{1,15} - 14_{0,14}$	257,02	1,8(-3)	31
687,7799	$11_{3,9} - 10_{2,9}$	186,27	1,1(-3)	23

Fuente: elaboración propia.

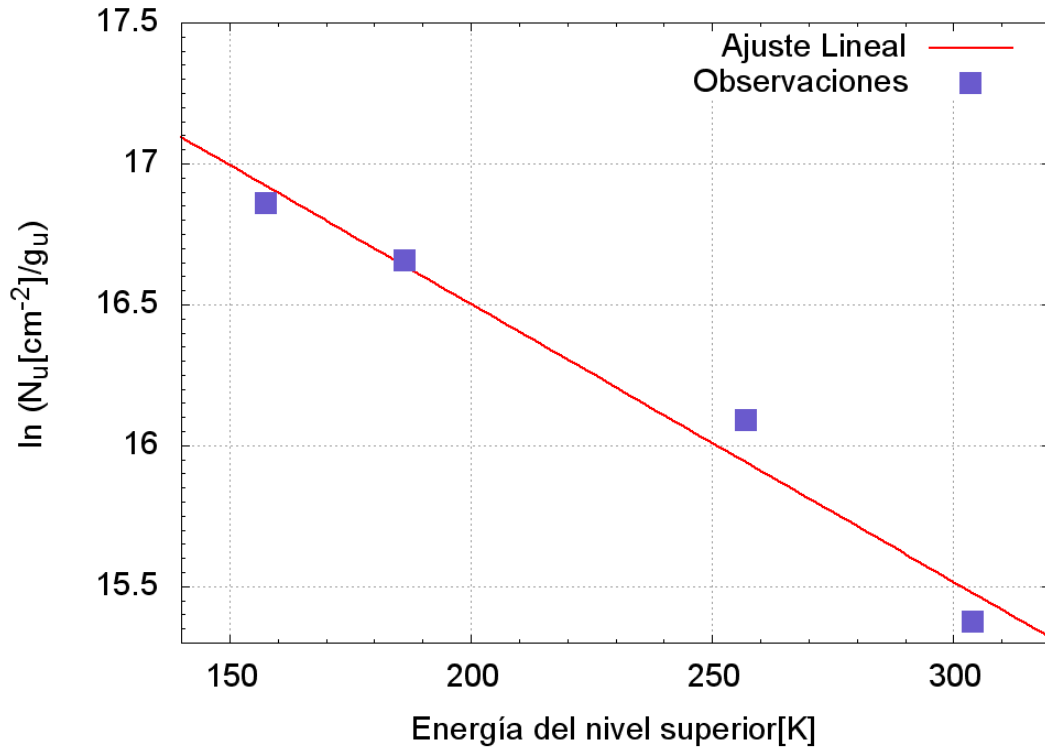
Figura 21. Mapa de intensidad integrada para metanol deuterado



Fuente: elaboración propia.

Mapa de intensidad integrada para metanol deuterado  $11_{2,10} - 10_{1,9}$  ( $\text{CH}_2\text{DOH}$ ) en la región de IRAS16293-B. La distribución espacial de la intensidad de la línea indica la estructura de la protoestrella: alta densidad en la parte central, relacionada con la absorción, y una envoltura interior menos densa representada por la emisión.

Figura 22. Diagrama de rotación para metanol deuterado



Fuente: elaboración propia.

Diagrama de rotación para las transiciones de metanol deuterado de la mostradas en la tabla V. Del ajuste lineal, la pendiente permite calcular la temperatura rotacional  $T_{rot}$  y la ordenada en el origen, la densidad columnar total de la especie  $\text{CH}_2\text{DOH}$ .

## 7.2. Temperatura rotacional

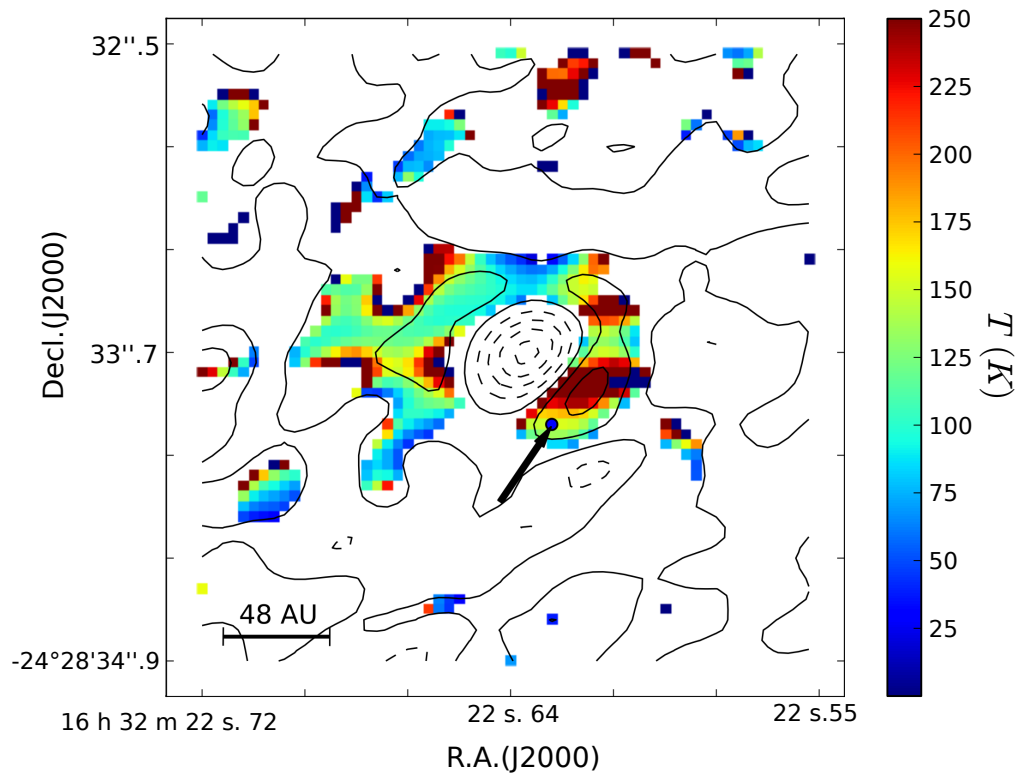
De la sección 2.4 se tiene la ecuación utilizada en el diagrama de rotación

$$\ln \frac{N_u}{g_u} = \ln N - \ln Z - \frac{E_u}{kT} \quad (7.1)$$

La pendiente del ajuste lineal mostrado la figura 22 resulta en una temperatura rotacional de  $T = (101 \pm 12)$  K para la posición específica mostrada por una flecha negra y un punto azul en el mapa de temperatura de IRAS16293-B de la figura 23. El punto indicado se seleccionó debido a que se encuentra en una región de emisión alta en el mapa y, además, es representativo para un diagrama de rotación típico observando la alta correlación entre las variables,  $\ln N_u/g_u$  y  $E_u$ .

Es importante retomar el significado de la temperatura rotacional  $T_{rot}$ . Para determinarla se está asumiendo que existe equilibrio termodinámico local (LTE), en otras palabras, se puede asumir una sola temperatura para el gas observado si la distancia sobre la cual la temperatura cambia es significativamente grande comparada con el camino libre medio de las moléculas. Entonces, se puede decir que  $T_{rot}$  es la misma que  $T_{kin}$ , la temperatura cinética, contenida en la distribución de Maxwell-Boltzmann, es decir, la temperatura del gas en la región observada. Para estas observaciones es necesario aclarar que cada pixel en el mapa representa una región de 4,8 AU (ver figura 21). La distribución espacial representada permite distinguir la estructura de la protoestrella: una parte central de la cual no se puede inferir la temperatura, debido a la absorción provocada por las altas densidades en esa ubicación, y la envoltura, que no es tan densa, por tanto, se observan líneas en emisión en ella.

Figura 23. Mapa de temperatura rotacional para la envoltura interna



Fuente: elaboración propia.

Mapa de temperatura rotacional para la envoltura interna de IRAS16293-B. Solo los puntos con intensidad integrada positiva se muestran en color. Nótese como la temperatura varía entre 75 K y 250 K para las regiones con mayor emisión (el contorno negro indica la intensidad integrada para la transición de metanol deuterado  $11_{2,10} - 10_{1,9}$ ). La flecha negra apunta al punto que fue usado para calcular el diagrama de rotación de la figura 22.

El estudio de van Dishoeck et al. (1995) presenta temperaturas cinéticas  $T_{kin} \approx 70-80$  K para IRAS16293, pero se debe tomar en cuenta que este estudio fue afectado con radiotelescopios de plato único en los cuales la resolución espacial es muy pobre. ALMA permite estudiar en detalle regiones mucho más pequeñas de la protoestrella, la región que se está observando se denomina envoltura interior caliente y se esperan observar temperaturas  $T_{kin} \approx 100$  K tomando en cuenta que en esta región se da la sublimación de hielos desde los granos de polvo. Como se aprecia en la figura 23, la temperatura rotacional varía en la envoltura interior caliente, es decir, existe un gradiente de temperatura en el mapa, de lo cual se infiere que esta envoltura aún presenta diferentes condiciones físicas y regímenes químicos dentro de su estructura. La mayoría de puntos del mapa muestran una temperatura cercana a 125 K, y las regiones que muestran mayor emisión llegan a alcanzar temperaturas  $T_{rot} \approx 250$  K. Estas altas temperaturas favorecen la formación de moléculas orgánicas complejas por medio de la química del estado gaseoso.

Respecto a la medición de la temperatura, tomando en cuenta que se observan temperatura altas en el mapa, se debe aclarar el siguiente punto. Si las líneas son ópticamente gruesas se debe tomar en consideración que la temperatura puede ser sobreestimada. Este hecho tiene su explicación en que si las líneas con energías de excitación menor son ópticamente gruesas, pueden tener una menor intensidad respecto a la que tendría si fueran ópticamente delgadas, y si esto no afecta a las líneas con mayor energía de excitación, se traduce en una pendiente menor en el diagrama de rotación.

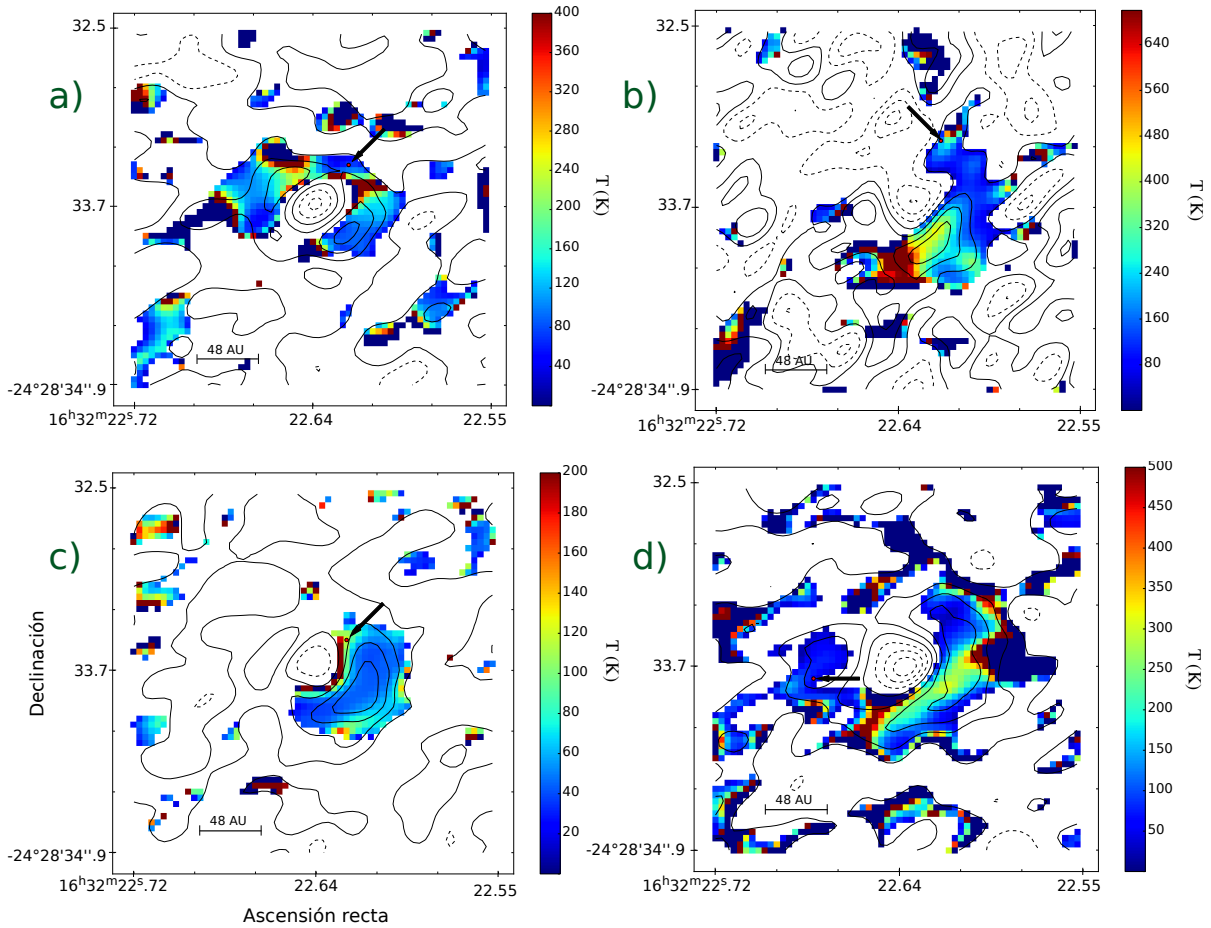
A continuación, en la figura 24, se presenta el mapa de temperatura rotacional en IRAS16293-B para cuatro especies con transiciones detectadas en este estudio. En cada mapa se seleccionó un punto para el cual se muestra el diagrama de rotación y la temperatura calculada así como la incerteza correspondiente. Los cuatro diagramas



de rotación están en la figura 25. Con las temperaturas obtenidas es posible realizar una comparación con van Dishoeck et al. (1995). La temperatura rotacional para  $\text{CH}_3\text{OH}$  es  $T_{rot} \approx 85 \pm 6$  K y para  $\text{H}_2\text{CO}$  es  $T_{rot} \approx 80 \pm 10$  K, pero este estudio mapea regiones más grandes de IRAS16293-B. Para la envoltura interior caliente se encontraron temperaturas de  $T_{rot} = 102 \pm 6$  K para  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $T_{rot} = 101 \pm 12$  K para  $\text{CH}_2\text{DOH}$ ,  $T_{rot} = 112 \pm 20$  K para  $\text{D}_2\text{CO}$ , lo cual confirma que esta región es ideal para la sublimación de hielos desde los granos de polvo (ver sección 3.2).

La formación de una cubierta de hielos (moléculas simples como  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{CH}_4$ , entre otros) en los granos de polvo permite la creación de especies complejas al incidir radiación ultravioleta que puede formar radicales o por la interacción térmica de las especies simples en el grano. El colapso del material para formar una estrella caliente el ambiente elevando la temperatura a más de 100 K. Este hecho hace que algunas especies que conforman los hielos sean liberadas a la fase gaseosa, donde puede favorecer reacciones características de dicha fase como las reacciones ion-molécula y las reacciones neutras que producen más moléculas orgánicas complejas. Por ejemplo, las reacciones de metanol con iones generan éter dimetilico ( $\text{CH}_3\text{OCH}_3$ ), compuesto que fue identificado en este estudio en tres transiciones.

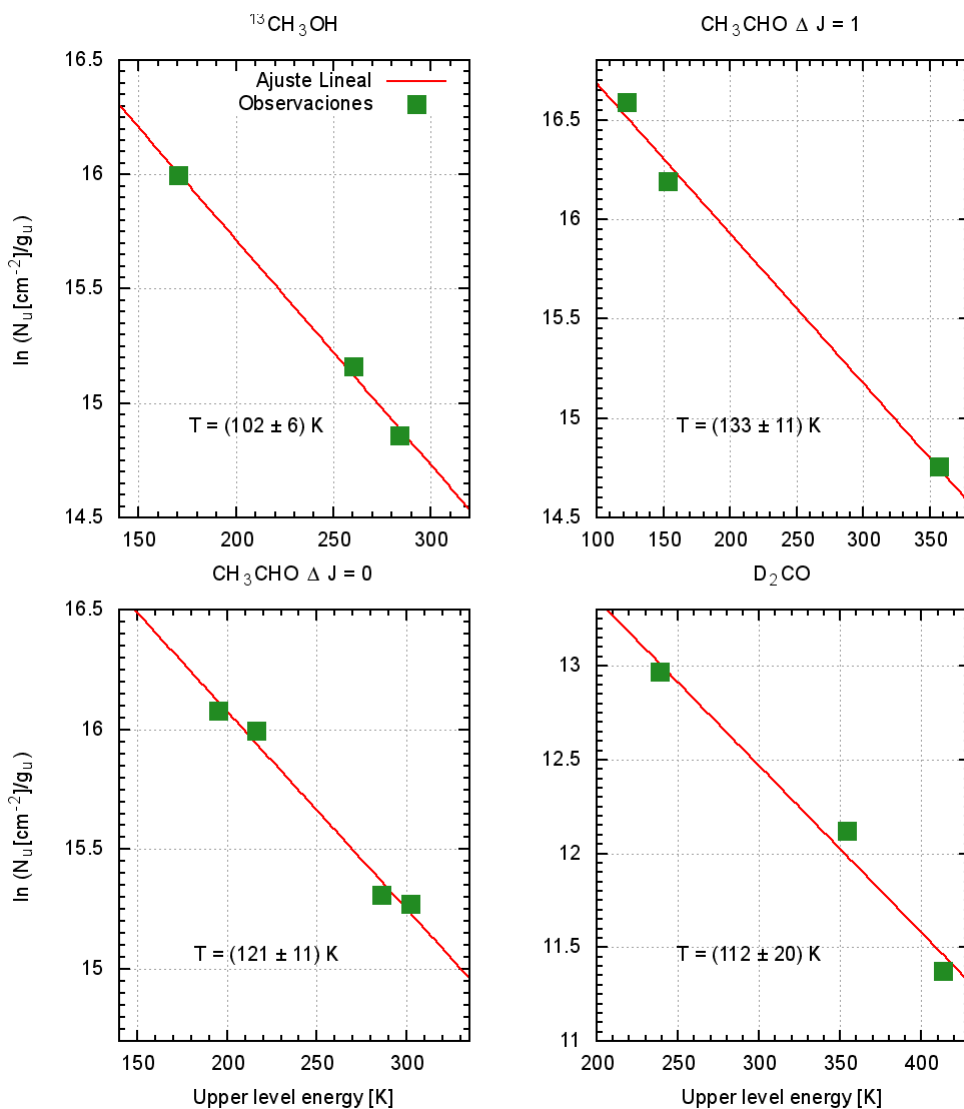
Figura 24. Mapa de temperatura rotacional para varias especies



Fuente: elaboración propia, con programa escrito en Python.

Mapa de Temperatura rotacional  $T_{rot}$  de IRAS 16293-2422B para diferentes especies identificadas en el estudio espectral realizado. Las especies son **a)**  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ , isotópulo de metanol; **b)**  $\text{CH}_3\text{CHO}$  with  $\Delta J = 1$ , acetaldehído con transición entre niveles de energía rotacionales; **c)**  $\text{CH}_3\text{CHO}$  with  $\Delta J = 0$ , acetaldehído sin transición entre niveles de energía rotacionales con cambio en el número cuántico  $K$  (proyección del momento angular) y **d)**  $\text{D}_2\text{CO}$ , formaldehído doblemente deuterado. La flecha negra indica el punto específico del cual se tomaron valores para hacer un diagrama de rotación, presentado en la figura 23.

Figura 25. Diagrama de rotación para varias especies orgánicas



Fuente: elaboración propia, con programa escrito en Gnuplot.

Diagrama de rotación para un punto específico en el mapa de la figura 24. Cuatro especies fueron utilizadas  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $\text{CH}_3\text{CHO}$  con  $\Delta J = 1$ ,  $\text{CH}_3\text{CHO}$  con  $\Delta J = 0$  y  $\text{D}_2\text{CO}$ . Las incertezas presentadas fueron calculadas con un ajuste de mínimos cuadrados a los datos mostrados en verde. Las especies utilizadas para esta técnica son seleccionadas si tienen varias líneas identificadas en este estudio y estas presentan distintas energías de excitación  $E_u$ . No se consideran líneas que tienen la misma  $E_u$  ya que el objetivo es hacer un ajuste lineal.

### 7.3. Densidad columnar de especies identificadas

Para la determinación de la densidad columnar  $N$  se retoma la ecuación (7.1) y se reescribe así

$$\ln \frac{N_u}{g_u} = \ln \frac{N}{Z} - \frac{E_u}{kT} \quad (7.2)$$

es decir, la ordenada en el origen ( $B$ ) de la gráfica de  $E_u$  contra  $\ln N_u/g_u$  permite obtener la densidad columnar de una especie molecular

$$N = Z e^B \quad (7.3)$$

donde  $Z$  es la función de partición de la molécula en cuestión y para la cual se utilizaron los valores que proveen los catálogos CDMS y JPL de espectroscopía molecular, y los cuales pueden ser consultados en Splatalogue. Para los casos de isótopos de metanol como  $\text{CH}_2\text{DOH}$  y  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$  se deben consultar directamente en las bases de datos en línea (JPL). La función de partición depende de la temperatura, entonces se realizó un ajuste de mínimos cuadrados a los datos que presentan las bases de datos (ver tabla VI).

El cuadro 3 muestra los valores de  $T_{rot}$  y  $N$  para los puntos indicados en cada uno de los mapas de  $T_{rot}$  y  $N$  que se muestran en la figura 23, 24, 26, y 77. Las densidades columnares varían entre  $10^{10}$  y  $10^{12} \text{ cm}^{-2}$  para las cinco especies. En este punto se realizará un análisis de la abundancia relativa de las especies deuteras CH<sub>2</sub>DOH y D<sub>2</sub>CO respecto a sus contrapartes isotópicamente más abundantes CH<sub>3</sub>OH y H<sub>2</sub>CO. Para ello, se tratará de partir de los conceptos fundamentales presentados en los capítulos anteriores.

Tabla VI. **Función de partición  $Z$  para  $\text{CH}_2\text{DOH}$**

T[K]	Función de partición $Z$
9,375	30,3886
18,75	114,5900
37,50	399,0612
75,00	1 292,7487
150,0	4 359,4672
225,0	9 410,3473
300,0	15 172

Fuente: Perason et al. 2012, Journal of Molecular Spectroscopy.

Valor de la función de partición  $Z$  en función de la temperatura  $T$  tomada del catálogo JPL de espectroscopía molecular. Esta función de partición fue modelada con un ajuste de mínimos cuadrados y se empleó en el cálculo de la temperatura rotacional y la densidad columnar descrito por la ecuación 7.2.

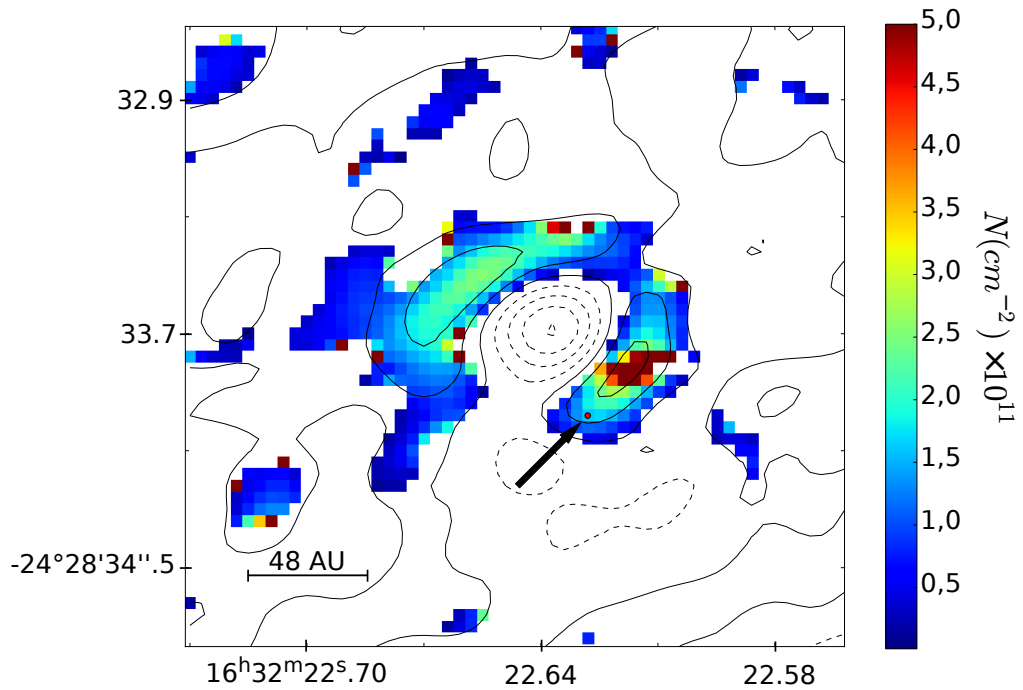
Tabla VII. **Temperatura rotacional y densidad columnar de I16293-B**

Etiqueta	Especie	$T_{rot}$ [K]	$N$ [cm <sup>-2</sup> ]
33004	CH <sub>2</sub> DOH	101 ± 12	(2,4 ± 0,6) × 10 <sup>11</sup>
33502	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	102 ± 6	(5,4 ± 0,7) × 10 <sup>10</sup>
44003	CH <sub>3</sub> CHO Δ <i>J</i> = 1	133 ± 11	(1,3 ± 0,2) × 11 <sup>11</sup>
44003	CH <sub>3</sub> CHO Δ <i>J</i> = 0	121 ± 11	(1,5 ± 0,3) × 10 <sup>11</sup>
32006	D <sub>2</sub> CO	112 ± 20	(1,0 ± 0,4) × 10 <sup>10</sup>

Fuente: elaboración propia.

$T_{rot}$  y  $N$  para los puntos seleccionados en cada mapa. Los puntos también están identificados con una flecha negra en cada mapa y se seleccionaron porque representan regiones donde la emisión de la línea es alta. Todas las incertezas provienen de un ajuste de mínimos cuadrados para los datos presentados en la figura 25.

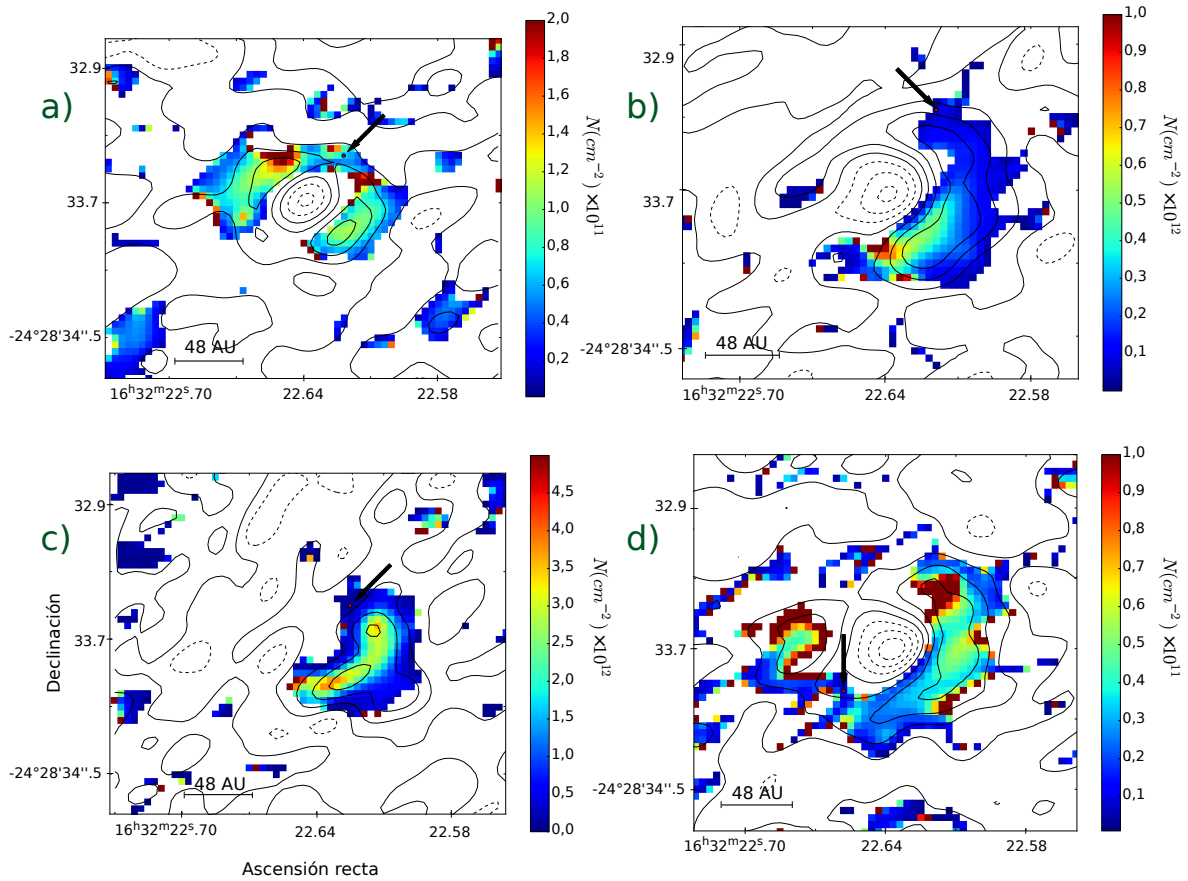
Figura 26. Mapa de densidad columnar  $N$  para metanol deuterado



Fuente: elaboración propia, con programa escrito en Python.

Mapa de densidad columnar  $N$  de la especie  $\text{CH}_2\text{DOH}$ , metanol deuterado, en la envoltura interna de IRAS 16293-2422 fuente B. Las líneas de contorno negro representan la intensidad integrada presentada anteriormente para la transición  $11_{2,10} - 10_{1,9}$ . Nótese como las regiones con mayor emisión tienen una densidad cercana a  $2,5 \times 10^{11} \text{ cm}^{-2}$ , aunque hay puntos que superan dicha densidad (región roja en el mapa). La densidad máxima encontrada en este mapa es  $N = 9,9 \times 10^{12} \text{ cm}^{-2}$ . La flecha negra apunta al punto específico para el cual fue calculado la densidad columnar presentada en la tabla VII. El punto indicado en el mapa se seleccionó debido a que se encuentra en una región de emisión alta y, además, es representativo para un diagrama de rotación típico observando la alta correlación entre las variables,  $\ln N_u/g_u$  y  $E_u$ .

Figura 27. Mapa de densidad columnar  $N$  para varias especies



Fuente: elaboración propia, con programa escrito en Python.

Mapa de densidad columnar  $N$  para IRAS16293-B para diferentes especies identificadas en el estudio espectral realizado. a)  $^{13}\text{CH}_3\text{OH}$ , b)  $\text{CH}_3\text{CHO}$  con  $\Delta J = 1$ , c)  $\text{CH}_3\text{CHO}$  con  $\Delta J = 0$  y d)  $\text{D}_2\text{CO}$ . La flecha negra y el punto rojo indican un punto específico para el cual fue calculado la densidad columnar presentada en la tabla VII. Para  $\text{D}_2\text{CO}$  la densidad columnar máxima es  $N = 5,7 \times 10^{12} \text{ cm}^{-2}$  y fue utilizada en la determinación del cociente  $\text{D}_2\text{CO}/\text{H}_2\text{CO}$ .



Una molécula puede ser descrita a partir de la aproximación *Born-Openheimer*, la cual implica que el movimiento de los electrones puede ser tratado separadamente del movimiento de los núcleos. Respecto al movimiento de los núcleos surgen dos tipos: rotacional y vibracional. Las transiciones rotacionales dan lugar a las líneas observadas en el espectro submilimétrico estudiado, estas líneas permitieron la identificación de especies, así como el uso del diagrama de rotación para determinar la temperatura y la densidad columnar. Por otro lado, el estado vibracional se ve involucrado con las abundancias isotópicas relacionadas con deuterio (D). Estas últimas son un indicador de la química de ambientes fríos y su migración hacia regiones de alta temperatura provocadas por la cercanía al núcleo protoestelar.

Las moléculas observadas en este estudio se encuentran en el estado vibracional cero ( $v = 0$ ). De hecho, las transiciones vibracionales son más energéticas y usualmente se observan en la parte infrarroja del espectro electromagnético, por ello, en el rango de frecuencias cubierto por este estudio no es posible detectar transiciones vibracionales. Sin embargo, existe un fenómeno llamado fraccionamiento de deuterio que está íntimamente relacionado con la energía del estado vibracional cero.

Cuando se resuelve la ecuación de Schrödinger para el movimiento vibracional de los núcleos se encuentra un oscilador armónico cuántico por lo que la energía  $E_v$  está cuantizada de la siguiente forma

$$E_v = \hbar\omega \left( v + \frac{1}{2} \right) \quad (7.4)$$

donde  $\omega$  es la frecuencia angular de oscilación y  $v$  es el número cuántico vibracional, que toma los valores enteros ( $v = 0, 1, 2, 3, \dots$ ). La ecuación (7.4) indica que el potencial de movimiento vibracional es un potencial armónico con niveles igualmente espaciados. El punto importante en este momento es notar que para  $v = 0$  existe cierta energía mínima llamada energía del punto cero, y esto tiene una gran influencia en la química del medio interestelar frío por lo que se verá a continuación.

La frecuencia angular depende de la masa reducida del sistema, es decir, de la masa de la molécula en cuestión

$$\omega = \left( \frac{k}{\mu} \right)^{\frac{1}{2}} \quad (7.5)$$

en otras palabras, la variación en composición isotópica significa un cambio en la energía vibracional de la molécula. La adición de un neutrón a la molécula, o dos en el caso de D<sub>2</sub>CO, implica una menor energía vibracional para las especies deuteradas. En ambientes fríos donde la temperatura es menor a 20 K, las reacciones que forman especies deuteradas se ven favorecidas debido a que las moléculas con deuterio tiene una menor energía del punto cero que las moléculas no deuteradas. Es bien conocido que el medio interestelar en la Vía Láctea el cociente de deuterio a hidrógeno es muy bajo ([D]/[H] es  $\sim 1.5 \times 10^{-5}$ , Linksy et al. 1995; Oliveira et al. 2003), sin embargo, en la regiones de formación estelar este cociente es mucho mayor debido a los efectos de fraccionamiento de deuterio.

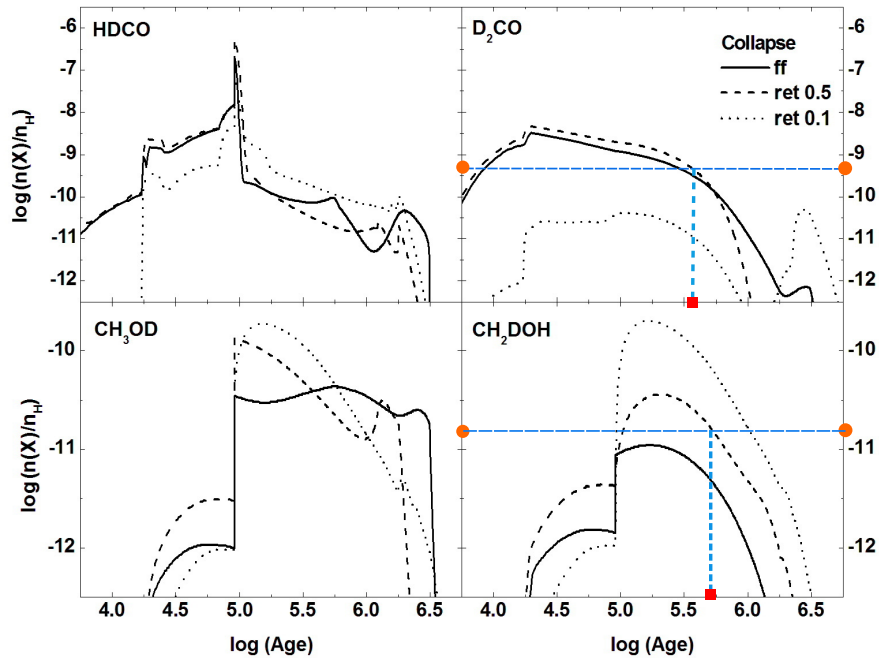
Para que exista un colapso inicial de la nube deben existir temperaturas bajas ( $T \approx 10$  K) en los núcleos preestelares. En una protoestrella de baja masa como IRAS16293-2422, conforme el colapso se desarrolla se forma la envoltura interna caliente (*hot corino*) la cual alcanza temperaturas típicas de  $\approx 100$  K y abarca una distancia de 100 AU (Ceccarelli et al. 2005) (véase la figura 24 que contiene la escala espacial en la parte inferior de cada mapa y de la cual se aprecia el tamaño  $\sim 100$  AU para la envoltura interior caliente).

Dadas las densidades columnares de especies deuteradas en este estudio y las densidades de las especies no deuteradas tomadas de van Dishoeck et al. (1995), las cuales están relacionadas con temperaturas relacionadas similares a las encontradas en este estudio ( $T_{rot} \approx 80K$ ), se calcularon los valores máximos de los cocientes que se reportan en la cuadro 4.

En primer lugar, las fracciones de deuterio 3 órdenes de magnitud mayores al cociente estándar son una prueba indirecta del colapso de la fuente B en IRAS16293. La idea radica en que el fraccionamiento de deuterio solo es posible a temperatura bajas y la presencia alta de compuestos deuterados en la envoltura interior caliente es debido a la migración del gas y el polvo desde la envoltura exterior fría hacia el núcleo protoestelar. Esto también indica que las especies han sido recientemente liberadas de los granos de polvo, ya que en tiempos mayores y dadas las temperaturas de dicha región, las reacciones de H se ven favorecidas sobre las de D (véase Tennyson 2011.)

La baja masa de IRAS16239 es una restricción que puede mejorar el fraccionamiento de deuterio porque la evolución protoestelar puede tomar tiempos de evolución más largos, lo que implica tiempos más largos a altas densidades y bajas temperaturas en la envoltura exterior. De hecho Awad et al. 2014 reportaron una fracción de deuterio para metanol menor o igual que 0.42 por ciento en el núcleo caliente masivo Orión KL. Este cociente es un orden de magnitud menor que su contraparte de baja masa en IRAS16923, es decir, existe evidencia de que el fraccionamiento de deuterio es mayor en protoestrellas de baja masa.

Figura 28. Evolución química de especies deuteradas



Fuente: Awad et al. 2014, *mras.oxfordjournals.org*. Consulta: enero de 2015.

Evolución química para especies deuteradas seleccionadas durante la fase de calentamiento de la protoestrella como función del tiempo con diferentes modelos de colapso, tomada de Awad et al. 2014. El eje vertical es el logaritmo de la abundancia relativa respecto a hidrógeno molecular y el eje horizontal la edad del objeto asociada dicha abundancia. La línea punteada gruesa representa al modelo con retardo del 50 por ciento, es decir, el material no cae libremente y la velocidad de colapso se toma como la mitad del valor asociado a un colapso libre. Los puntos anaranjados indican la abundancia relativa de las especies D<sub>2</sub>CO y CH<sub>2</sub>DOH calculadas en este estudio, y los cuadros rojos, el tiempo correspondiente a dicha abundancia. Para la primera especie se estima un tiempo de evolución protoestelar de 300 000 años y, para la segunda, un tiempo de 500 000 años. Estos períodos coinciden con la edad asumida para un objeto Clase 0 según su definición en André et al. 1993.

Tabla VIII. **Abundancias relativas de especies deuteradas**

Especies	Cociente (%)	Obs. Anteriores (%)	Modelo	Tiempo (años)
CH <sub>2</sub> DOH/CH <sub>3</sub> OH	1,1 ± 0,4	≤ 10	≤ 10	≥ 1,7(4)
D <sub>2</sub> CO/H <sub>2</sub> CO	2,7 ± 1,5	30	10	≥ 1,74(4)

Fuente: elaboración propia y Awad et al. 2014. Consulta: enero de 2015.

Abundancias relativas de especies deuteradas en base a las densidades columnares presentadas en el cuadro 9 y del estudio van Dishoeck et al. 1995. Las observaciones anteriores se basan en estudios de Ceccarelli et al. 1998 y Parise et al. 2004. El modelo de evolución química se detalla en Awad et al. 2014.

Otro aspecto importante inferido de la abundancia relativa de deuterio es la estimación de la edad de la estrella en formación. En la figura 28, se observa la evolución química de dicha abundancia en función del tiempo obtenida con el modelo que presentan Awad et al. 2014. Este es un modelo químico dependiente del tiempo para la química que involucra gas y polvo calentados por el núcleo central, lo que produce la sublimación selectiva de hielos desde los granos de polvo. Haciendo uso de los cocientes calculados en este estudio, se puede asociar una edad aproximada al objeto protoestelar. Para formaldehído se determinó una edad de 300 000 años y, para metanol deuterado, 500 000 años. Estos valores concuerdan con la definición de objeto Clase 0 establecida en André et al. 1993, donde se asume una edad de entre  $10^4$  y  $10^5$  años. Definitivamente, esto es una prueba contundente de que las observaciones moleculares y el uso de la técnica de diagrama de rotación brindan parámetros válidos para cuantificar y entender la evolución de objetos protoestelares de baja masa como IRAS16293-2422.



## CONCLUSIONES

1. El estudio espectral de identificación de especies moleculares en IRAS 16293-2422 fuente B realizado en el rango de frecuencias cubierto por la banda 9 del telescopio ALMA (602-720 GHz), produjo la identificación de 88 transiciones moleculares y 16 líneas sin identificar con base en los catálogos de espectroscopia molecular CMDS y JPL. El 44 por ciento de las transiciones identificadas pertenecen a la molécula de acetaldehído ( $\text{CH}_3\text{CHO}$ ) y 75 por ciento a moléculas orgánicas complejas, lo cual refleja la complejidad molecular presente en las protoestrellas de baja masa.
2. Los mapas de temperatura rotacional y densidad columnar obtenidos a partir de la técnica de diagrama de rotación muestran que la envoltura interior caliente de IRAS 16293-2422 fuente B, presenta gradientes de temperatura y densidad en su estructura espacial contenida en 100 AU desde el centro de la protoestrella. La temperatura típica, que se asocia al gas según las condiciones de equilibrio termodinámico local, es mayor a 100 K y logra alcanzar valores cercanos a los 300 K, tal como se espera de los núcleos calientes de baja masa.
3. La temperatura observada en la envoltura interior caliente permite la sublimación de moléculas simples y complejas desde los granos de polvo. Esto, a su vez, hace posible la formación de moléculas orgánicas complejas por medio de química de la fase gaseosa. Una evidencia concreta de esto es la presencia éter dimetílico  $\text{CH}_3\text{OCH}_3$ , especie identificada en este estudio espectral.

4. La densidad columnar de especies deuteradas, determinada a partir del diagrama de rotación, conjuntamente con observaciones de las especies de isótopos más comunes tomadas de estudios espectrales anteriores, fueron útiles para probar el fraccionamiento de deuterio en IRAS 16293-2422. El cociente D/H encontrado es hasta tres órdenes de magnitud mayor el cociente estándar observado en el medio interestelar y un orden de magnitud superior al observado en los núcleos protoestelares masivos.
5. El cociente D/H observado indica que en IRAS 16293-2422 existe migración de polvo y gas desde la envoltura interior fría hacia el núcleo protoestelar central. Además, al comparar este cociente para las protoestrellas masivas, existe una diferencia de orden de magnitud que indica que los tiempos de evolución son más largos para las protoestrellas de baja masa.
6. La edad de IRAS 16293-2422 fuente B en el proceso de evolución protoestelar, a partir de la abundancia de compuestos deuterados, es de  $3-5 \times 10^4$  años.



## RECOMENDACIONES

1. La determinación de los cocientes  $D_2CO/H_2CO$  y  $CH_2DOH/CH_3OH$  debe ser realizadas con densidades columnares inferidas únicamente a partir de observaciones de ALMA. Es necesario identificar transiciones de  $H_2CO$  en la envoltura interna caliente de I16293-B en otras bandas espectrales de ALMA para efectura dicho cálculo.
2. La línea de HDCO identificada en este estudio espectral indica que es necesaria la búsqueda de otras transiciones de esta especie en I16293-B en otras bandas espectrales de ALMA. Asimismo, esta especie puede ser usada para el cociente  $HDCO/H_2CO$  y verificar si existe concordancia con el modelo de Awad et al. 2014.
3. Realizar los mapas de momentos, es decir, velocidad y dispersión de velocidades, para las observaciones moleculares de este estudio. Estos mapas pueden ser útiles en el entendimiento de la cinemática en I16293-B, principalmente para determinar colapso y la presencia de ondas de choque. Con ello se pueden corroborar la aseveración de Pineda et al. 2012 sobre la etapa evolutiva de esta fuente que descarta la posibilidad de una estrella T-Tauri.



## BIBLIOGRAFÍA

1. ADAMS, F.; LADA, C.; SHU, F. *Spectral evolution of young stellar objects*. 1987. The Astrophysical Journal, 312:788-806.
2. ANDRÉ, P.; WARD-THOMPSON, D.; BARSONY, M. *Submillimeter continuum observations of  $\rho$  Ophiuchi A: The candidate protostar VLA 1623 and prestellar clumps*. 1993, The Astrophysical Journal, 406, 122.
3. AWAD, Z.; VITTI, S.; ESTELLE, B.; CASELLI, P. *Deuterium chemistry of dense gas in the vicinity of low-mass and massive star-forming regions*. 2014. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volumen 443, Asunto 1, p.275-287.
4. BELLOCHE, A. et al. *Detection of amino acetonitrile in Sgr B2(N)*. 2008. Astronomy & Astrophysics 482:179-196.
5. CARROLL, B. *An introduction to modern astrophysics*. USA: Addison-Wesley, 1996. 1325 p.
6. CAUX, E. et al. *TIMASS: the IRAS 16293-2422 millimeter and submillimeter spectral survey*. 2011. Astronomy & Astrophysics 532, A23.
7. CAZAUX, S. et al. *The hot core around the low-mass protostar IRAS 16293-2422: Scoundrels rule!* 2003. The Astrophysical Journal, 593:L51-L55.
8. CECCARELLI, C.; CASTETS, A.; LOINARD, L.; CAUX, E. *Detection of*

*doubly deuterated formaldehyde towards the low-luminosity protostar IRAS 16293-2422*. 1998. *Astronomy & Astrophysics* 338, L43-L46.

9. \_\_\_\_\_ . *The hot core of the solar-type protostar IRAS 16293-2422: H<sub>2</sub>CO*. *Astronomy & Astrophysics* 357, L9-L12.
10. GOLDSMITH, P.; LANGER, W. *Population diagram analysis of molecular line emission*. 1999. *The Astrophysical Journal*, 517:209-255.
11. HERBST, E., VAN DISHOECK, E. *Complex Organic Interstellar Molecules*. 2009. *Annual Review Astronomy & Astrophysics* 47:427-480.
12. JABER, A.; CECCARELLI, C.; KAHANE, C.; CAUX, E. *The census of complex organics molecules in the solar type protostar IRAS16293.2422*. 2014. arXiv:1406.7195v1 [astro-ph.SR]
13. JORGENSEN, J. et al. *Detection of the simplest sugar, glycolaldehyde, in a solar-type protostar with ALMA*. 2012. *The Astrophysical Journal*, 757:L4.
14. KAMA, M. *Young intermediate-mass stars*. The Netherlands: Astronomical Institute Anton Pannekoek, University of Amsterdam, 2013. 167 p.
15. KRISTENSEN, L. et al. *ALMA CO J=6-5 observations of IRAS 16293-2422*. 2013. *Astronomy & Astrophysics* 549, L6.
16. KUTNER, M. *Astronomy: A physical perspective*. U.K.: Cambridge University Press, 2003. 601 p.

17. LINSKY, J. et al. *Deuterium and the local interstellar medium: Properties for the Procyon and Capella lines of sight*. 1995. The Astrophysical Journal, 451: 335-351.
18. OLIVEIRA, C. et al. *Interstellar deuterium nitrogen and oxygen abundances toward GD 246, WD 2331-475, HZ 21 y Lanning 23: Results from the Fuse Mission*. 2003. The Astrophysical Journal, 587:235-255.
19. PARISE, B. et al. *First detection of triply-deuterated methanol*. 2004. Astronomy & Astrophysics 416, 159-163.
20. PINEDA, J. et al. *The first ALMA view of IRAS 16293-2422. Direct detection of infall onto source B and high-resolution kinematics of source A*. Astronomy & Astrophysics 544, L7.
21. SNEYDER, L.E.; BUHL, D.; ZUCKERMAN, B.; PALMER, P. *Microwave detection of Interstellar Formaldehyde*. 1969. Physical Review Letters. 22, 679.
22. TENNYSON, J. *Astronomical Spectroscopy*. 2th edition. USA: World Scientific, 2011. 223 p.
23. VAN DISHOECK, E.; BLAKE, G.; JANSEN, D.; GROESBECK, T. *Molecular abundances and low-mass star formation II. Organic and deuterated species toward IRAS 16293-2422*. 1995. The Astrophysical Journal, 447:760-782.
24. WALSH, C. et al. *Complex organics molecules in protoplanetary disks*. 2014. Astronomy & Astrophysics. 563, A33.

25. WEINREB, S.; BARRETT, A.H.; MEEKS, M.L.; HENRY, J.C. *Radio observations of OH in the Interstellar Medium*. 1963. *Nature*. 200, 829.
26. YAMADA, K. *Interstellar Molecules: their laboratory and interstellar habitat*. USA: Springer, 2011. 215 p.

## APÉNDICE

### Lista de líneas identificadas y sus parámetros

A continuación se presenta una tabla con los resultados completos de la identificación de líneas espectrales en la protoestrella IRAS16293-2422 fuente B. Los parámetros obtenidos se derivan de los datos presentados por los catálogos de espectroscopia *CDMS* y *JPL* y de un ajuste Gaussiano a la línea espectral, asumiendo que existe un ensanchamiento de la línea debido a efecto Doppler. En primer lugar se indica la frecuencia  $\nu$  a la cual se encontró la línea en GHz,  $\nu_{rest}$  es la frecuencia de reposo de la línea, la especie química a la que pertenece y los números cuánticos correspondientes a la transición rotacional que se identifican como transición. En esta última los números grandes indican el número cuántico de momento angular rotacional  $J$  y los pequeños indican proyecciones del momento angular según el número cuántico  $K$ , aunque este no se emplea en ningún análisis dentro de este estudio. Sin embargo, dicho número podría ser importante en determinar condiciones de termalización en un diagrama de rotación (Goldsmith & Langer, 1999), no obstante, debido a que este estudio cuenta con un número de líneas limitado no se realizó dicha discriminación.

Los otros parámetros mostrados son la energía del estado superior  $E_u$  en K, el coeficiente de Einstein para emisión espontánea  $A_{ul}$  en  $s^{-1}$  y algunos parámetros del ajuste Gaussiano como  $v_{lsr}$ ,  $FWHM$  y el flujo integrado. Al encontrar una mezcla de especies en cierta línea no se presentan parámetros de ajuste Gaussiano. Para el coeficiente de Einstein se indica dentro de paréntesis el orden de magnitud del mismo. Todas las tablas presentadas en este apéndice son de elaboración propia y los datos fueron obtenidos con el programa CASSIS.

Tabla IX. Transiciones identificadas en ventana 686,4899 - 688,3675 GHz

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
686,5749	CH <sub>3</sub> CHO	15 <sub>11,4</sub> - 16 <sub>10,6</sub>	686,5806	587,43	6,2(-5)	2,50	1,92	7,05
686,6679	<sup>34</sup> S <sub>2</sub>	19 <sub>4,16</sub> - 18 <sub>3,15</sub>	686,7891	212,61	1,5(-3)	4,83	1,49	5,77
686,7315	CH <sub>3</sub> OH	9 <sub>3,7</sub> - 8 <sub>2,6</sub>	686,7234	154,25	1,3(-3)	3,53	1,16	10,71
686,9195	C <sub>2</sub> H <sub>5</sub> OH	23 <sub>6,17</sub> - 22 <sub>5,18</sub>	686,9277	277,51	1,5(-3)	3,55	1,11	5,34
687,0315	CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub>	10 <sub>9,1</sub> - 9 <sub>8,1</sub>	687,0441	163,88	2,6(-3)	5,48	3,17	63,31
687,0924	CH <sub>3</sub> CHO	8 <sub>8,1</sub> - 7 <sub>7,0</sub>	687,1006	546,25	1,5(-3)	3,58	1,86	11,08
687,0924	CH <sub>3</sub> CHO	8 <sub>8,0</sub> - 7 <sub>7,1</sub>	687,1006	546,25	1,5(-3)	3,57	2,01	11,98
687,1174	CH <sub>3</sub> CHO	35 <sub>4,31,5</sub> - 34 <sub>4,30,5</sub>	687,1255	829,03	1,1(-2)	3,55	1,29	9,45
687,1460	CH <sub>3</sub> CHO	35 <sub>4,31,2</sub> - 34 <sub>4,30,2</sub>	687,1534	623,60	1,1(-2)	3,23	1,73	7,22
687,2246	CH <sub>3</sub> OH	9 <sub>3,6</sub> - 8 <sub>2,7</sub>	687,2166	154,25	1,3(-3)	3,47	0,77	6,24



Continuación de la tabla IX.

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
687,2925	H <sub>2</sub> S	2 <sub>0,2</sub> - 1 <sub>1,1</sub>	687,3035	54,69	9,3(-4)	4,79	-11,16	-10,68
687,4144	CH <sub>2</sub> DOH	13 <sub>1,13</sub> - 12 <sub>2,11</sub>	687,4228	216,09	1,4(-4)	3,64	1,59	11,82
687,4476	SO	16 <sub>15</sub> - 15 <sub>14</sub>	687,4577	287,15	4,3(-3)	4,40	-8,10	-23,61
687,5391	CH <sub>3</sub> CHO	36 <sub>3,34,1</sub> - 35 <sub>3,33,1</sub>	687,5427	635,11	1,1(-2)	1,56	0,86	6,25
687,5490	CH <sub>3</sub> CHO	36 <sub>3,34,0</sub> - 35 <sub>3,33,0</sub>	687,5529	635,15	1,1(-2)	1,71	0,62	3,12
687,7113	SO <sup>18</sup> O	17 <sub>4,13</sub> - 17 <sub>1,16</sub>	687,7195	171,42	3,7(-5)	3,59	1,07	3,47
687,7345	SO <sup>18</sup> O	19 <sub>4,15</sub> - 19 <sub>1,18</sub>	687,7426	203,71	5,9(-5)	3,53	2,45	11,46
687,7799	CH <sub>2</sub> DOH	11 <sub>3,9</sub> - 10 <sub>2,9</sub>	687,7884	186,27	1,1(-3)	3,69	1,25	8,19
687,7980	CH <sub>3</sub> CHO	35 <sub>4,31</sub> - 34 <sub>4,30</sub>	687,8026	828,41	1,1(-2)	2,01	1,37	3,21
688,0440	CH <sub>2</sub> DOH	9 <sub>2,7</sub> - 8 <sub>1,8</sub>	688,0526	113,11	4,1(-4)	3,71	1,24	11,78
688,1447	CH <sub>3</sub> CHO	14 <sub>5,10</sub> - 13 <sub>4,9</sub>	688,1535	356,92	8,2(-4)	3,82	1,62	7,88
688,1758	CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub>	37 <sub>3,35</sub> - 36 <sub>2,34</sub>	688,1833	646,78	2,0(-3)	3,25	0,57	1,38
688,1860	CH <sub>3</sub> CHO	11 <sub>6,6</sub> - 11 <sub>4,7</sub>	688,1909	509,24	3,6(-5)	2,16	0,72	1,40
688,1950	SO	16 <sub>16</sub> - 15 <sub>15</sub>	688,2046	293,97	4,3(-3)	4,21	-18,07	-30,03
688,2205	CH <sub>3</sub> CHO	36 <sub>3,34,3</sub> - 35 <sub>3,33,3</sub>	688,2257	840,16	1,1(-2)	2,27	1,07	2,92
688,2660	HC <sup>15</sup> N	8 - 7	688,2738	148,66	1,6(-2)	3,39	1,23	14,31

Tabla X. Transiciones identificadas en ventana 688,4897 - 690,3625 GHz

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
688,5541	CH <sub>2</sub> DOH	9 <sub>7,2</sub> - 9 <sub>6,4</sub>	688,5627	286,43	1,0(-4)	3,71	1,18	6,25
688,6117	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	11 <sub>1,10</sub> - 10 <sub>0,10</sub>	688,6036	170,58	8,8(-4)	3,54	2,36	15,78
688,7246	SO	16 <sub>17</sub> - 15 <sub>16</sub>	688,7349	285,66	4,4(-3)	4,50	-15,17	-27,68
688,9919	CH <sub>3</sub> OCHO	19 <sub>17,3</sub> - 18 <sub>16,2</sub>	688,9993	303,72	7,3(-4)	3,17	0,38	1,73
688,9994	CH <sub>3</sub> OCHO	10 <sub>7,3</sub> - 10 <sub>6,5</sub>	689,0075	303,71	7,3(-4)	3,54	0,76	2,68
689,0876	CH <sub>2</sub> DOH	15 <sub>1,14</sub> - 14 <sub>0,14</sub>	689,0946	276,06	8,6(-4)	3,04	1,54	3,50
689,1278	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>6,4</sub> - 8 <sub>5,3</sub>	689,1341	122,84	1,3(-3)	2,77	1,33	21,59
689,3221	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>6,4</sub> - 8 <sub>5,4</sub>	689,3221	122,74	1,3(-3)	2,72	1,28	20,55
689,3867	CH <sub>2</sub> DOH	10 <sub>7,3</sub> - 10 <sub>6,5</sub>	689,3944	307,87	1,2(-4)	3,33	0,78	2,08
690,0161	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	19 <sub>0,19</sub> - 18 <sub>1,17</sub>	690,0078	441,47	8,3(-4)	3,61	0,30	0,78

Tabla XI. Transiciones identificadas en ventana 690,2895 - 692,1624 GHz

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
690,4586	D <sub>2</sub> CO	12 <sub>2,11</sub> - 11 <sub>11,2</sub>	690,4713	238,63	9,7(-3)	5,49	1,27	17,59
690,5448	H <sup>13</sup> CN	8 - 7	690,5521	149,15	1,6(-2)	3,18	1,53	17,53
690,5549	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>6,3</sub> - 8 <sub>5,3</sub>	690,5613	122,83	1,2(-3)	2,80	0,99	16,04
690,6214	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	14 <sub>2,12</sub> - 13 <sub>1,12</sub>	690,6293	260,35	9,0(-4)	3,45	1,20	8,78
690,6344	CH <sub>2</sub> DOH	7 <sub>4,4</sub> - 6 <sub>3,3</sub>	690,6414	123,04	1,7(-5)	3,06	1,56	7,25
690,7798	CH <sub>3</sub> CHO	15 <sub>5,11</sub> - 14 <sub>4,10</sub>	690,7874	372,46	8,0(-4)	3,30	0,84	2,34
691,1784	CH <sub>3</sub> CHO	14 <sub>5,10</sub> - 13 <sub>4,9</sub>	691,1855	153,50	8,5(-4)	3,08	1,12	18,05
691,4788	CO	6 - 5	691,4731	116,16	2,1(-5)	-	-	-
691,5764	CH <sub>3</sub> CHO	21 <sub>3,18</sub> - 20 <sub>2,19</sub>	691,5840	235,36	3,4(-4)	3,33	0,64	4,13
691,6364	CH <sub>3</sub> OH	8 <sub>3,6,1</sub> - 9 <sub>4,6,1</sub>	691,6452	500,74	1,9(-3)	3,78	0,77	5,58
691,8349	CH <sub>3</sub> OCHO	26 <sub>14,13</sub> - 25 <sub>13,12</sub>	691,8421	337,13	4,6(-4)	3,10	1,32	7,73
691,8801	CH <sub>3</sub> CHO	14 <sub>5,10</sub> - 13 <sub>4,9</sub>	691,8878	153,60	8,5(-4)	3,31	1,00	9,64
691,9224	CH <sub>3</sub> CHO	14 <sub>5,9</sub> - 13 <sub>4,10</sub>	691,9297	153,60	8,5(-4)	3,16	0,96	14,94
691,9405	CH <sub>2</sub> DOH	15 <sub>1,15</sub> - 14 <sub>0,14</sub>	691,9482	257,02	1,8(-3)	3,37	0,85	5,05

Tabla XII. Transiciones identificadas en ventana 703,2430 - 705,1159 GHz

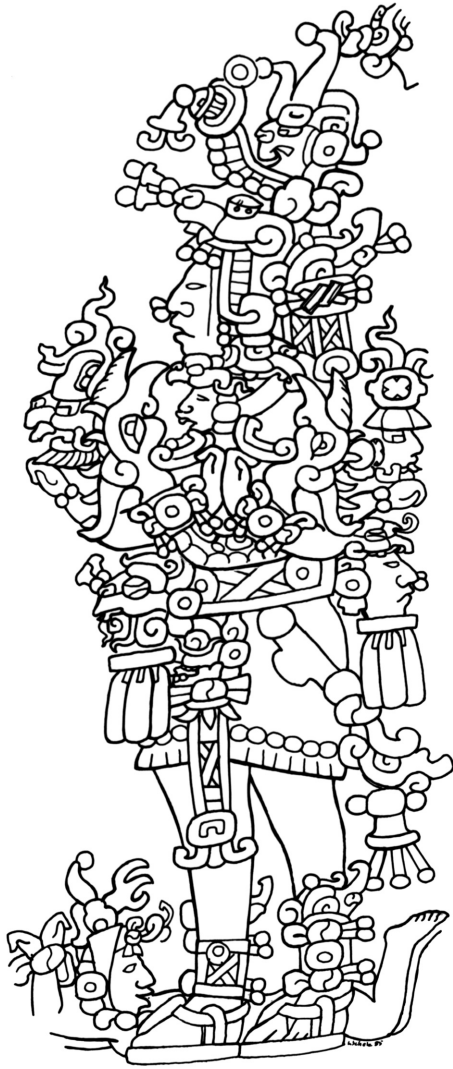
$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
703,2559	CH <sub>2</sub> DOH	9 <sub>5,4</sub> - 9 <sub>4,5</sub>	703,2601	212,20	4,6(-4)	1,76	1,31	5,62
703,2676	D <sub>2</sub> CO	12 <sub>6,7</sub> - 11 <sub>6,6</sub>	703,2716	413,05	7,9(-3)	1,70	0,92	8,21
703,2722	CH <sub>3</sub> CHO	21 <sub>8,14</sub> - 21 <sub>7,15</sub>	703,2674	357,84	1,0(-3)	-2,03	0,67	4,29
703,3356	CH <sub>2</sub> DOH	8 <sub>5,4</sub> - 8 <sub>4,5</sub>	703,3398	192,93	4,3(-4)	1,75	0,68	3,42
703,3630	CH <sub>3</sub> CHO	15 <sub>8,7</sub> - 15 <sub>7,8</sub>	703,3581	255,25	8,7(-4)	-2,09	1,52	8,57
703,4044	CH <sub>2</sub> DOH	7 <sub>5,3</sub> - 7 <sub>4,4</sub>	703,4086	175,81	3,9(-4)	1,77	1,18	8,50
703,4186	CH <sub>3</sub> CHO	14 <sub>8,6</sub> - 14 <sub>7,7</sub>	703,4147	241,37	8,3(-4)	-1,67	1,02	9,09
703,4281	CH <sub>3</sub> CHO	20 <sub>8,13</sub> - 20 <sub>7,14</sub>	703,4235	338,42	9,9(-4)	-1,95	1,70	15,12
703,4648	CH <sub>2</sub> DOH	6 <sub>5,2</sub> - 6 <sub>4,3</sub>	703,4671	160,82	3,2(-4)	Blended	CH <sub>3</sub> CHO	
703,4648	CH <sub>3</sub> CHO	13 <sub>8,5</sub> - 13 <sub>7,6</sub>	703,4613	228,43	7,8(-4)	Blended	CH <sub>2</sub> DOH	
703,5039	CH <sub>3</sub> CHO	12 <sub>8,4</sub> - 12 <sub>7,5</sub>	703,4992	216,41	7,2(-4)	-1,98	1,30	9,56

Continuación de la tabla XII.

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
703,5119	CH <sub>2</sub> DOH	5 <sub>5,1</sub> – 5 <sub>4,2</sub>	703,5161	147,97	2,0(-4)	1,78	1,42	7,88
703,5349	CH <sub>3</sub> CHO	11 <sub>8,3</sub> – 11 <sub>7,4</sub>	703,5296	205,31	6,5(-4)	-2,25	1,44	7,53
703,5588	CH <sub>3</sub> CHO	10 <sub>8,2</sub> – 10 <sub>7,3</sub>	703,5536	195,14	5,5(-4)	-2,24	1,54	8,08
703,5653	CH <sub>3</sub> CHO	19 <sub>8,12</sub> – 19 <sub>7,13</sub>	703,5603	319,92	9,7(-4)	-2,15	1,10	10,50
703,5770	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>8,1</sub> – 9 <sub>7,2</sub>	703,5721	185,90	4,2(-4)	-2,12	0,37	2,46
703,5914	SO <sup>17</sup> O	8 <sub>6,3</sub> – 7 <sub>5,2</sub>	703,5962	119,37	3,6(-3)	2,02	0,86	3,80
703,6841	CH <sub>3</sub> CHO	18 <sub>8,11</sub> – 18 <sub>7,12</sub>	703,6795	302,34	9,5(-4)	-1,96	1,85	13,68
703,7088	CH <sub>2</sub> DOH	11 <sub>2,10</sub> – 10 <sub>1,9</sub>	703,7127	157,47	7,4(-4)	1,65	1,20	5,98
703,7876	CH <sub>3</sub> CHO	17 <sub>8,10</sub> – 17 <sub>7,11</sub>	703,7828	285,70	9,3(-4)	-2,05	0,98	9,84
703,8766	CH <sub>3</sub> CHO	16 <sub>8,9</sub> – 16 <sub>7,10</sub>	703,8718	269,97	9,0(-4)	-2,04	0,85	4,14
703,8855	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	15 <sub>0,15</sub> – 14 <sub>0,14</sub>	703,8896	284,09	1,6(-3)	1,79	0,68	3,31
703,9528	CH <sub>3</sub> CHO	15 <sub>8,8</sub> – 15 <sub>7,9</sub>	703,9480	255,18	8,7(-4)	-2,02	1,17	7,56
704,0176	CH <sub>3</sub> CHO	14 <sub>8,7</sub> – 14 <sub>7,8</sub>	704,0128	241,30	8,3(-4)	-2,05	1,34	10,21
704,0428	CH <sub>2</sub> DOH	16 <sub>1,16</sub> – 15 <sub>1,15</sub>	704,0468	304,06	1,4(-3)	1,70	0,96	3,86

Continuación de la tabla XII.

$\nu$ (GHz)	Especie	Transición	$\nu_{rest}$ (GHz)	$E_u$ (K)	$A_{ul}$ ( $s^{-1}$ )	$v_{lsr}$ ( $km\ s^{-1}$ )	FWHM ( $km\ s^{-1}$ )	Flujo ( $K\ km\ s^{-1}$ )
704,0721	CH <sub>3</sub> CHO	13 <sub>8,6</sub> – 13 <sub>7,7</sub>	704,0673	228,36	7,8(-4)	-2,03	1,79	14,23
704,1179	CH <sub>3</sub> CHO	12 <sub>8,5</sub> – 12 <sub>7,6</sub>	704,1129	216,33	7,2(-4)	-2,11	1,22	10,70
704,1557	CH <sub>3</sub> CHO	11 <sub>8,4</sub> – 11 <sub>7,5</sub>	704,1507	205,24	6,5(-4)	-2,11	1,65	11,12
704,1866	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	20 <sub>0,20</sub> – 19 <sub>1,19</sub>	704,1899	474,62	2,2(-3)	Mezclada	CH <sub>3</sub> CHO	
704,1866	CH <sub>3</sub> CHO	10 <sub>8,3</sub> – 10 <sub>7,4</sub>	704,1817	195,06	5,5(-4)	Mezclada	<sup>13</sup> CH <sub>3</sub> OH	
704,2114	CH <sub>3</sub> CHO	9 <sub>8,2</sub> – 9 <sub>7,3</sub>	704,2068	185,82	4,2(-4)	-1,95	0,78	4,89
704,2849	CH <sub>3</sub> OH	20 <sub>2,19</sub> – 19 <sub>3,16</sub>	704,2887	524,46	7,1(-3)	1,64	1,20	4,97
704,3690	D <sub>2</sub> CO	12 <sub>5,8</sub> – 11 <sub>5,7</sub>	704,3730	354,07	8,8(-3)	1,70	1,22	7,17
704,3971	D <sub>2</sub> CO	12 <sub>5,7</sub> – 11 <sub>5,6</sub>	704,4013	354,07	8,8(-3)	1,77	0,55	9,31
704,4226	CH <sub>3</sub> OCH <sub>3</sub>	14 <sub>8,6</sub> – 13 <sub>7,7</sub>	704,4303	185,50	1,5(-3)	2,30	3,02	54,69
704,4432	HDCO	11 <sub>2,10</sub> – 10 <sub>2,9</sub>	704,4462	235,34	1,0(-2)	1,27	1,51	19,36
704,6311	<sup>33</sup> SO <sub>2</sub>	8 <sub>6,2</sub> – 7 <sub>5,3</sub>	704,6379	119,79	1,2(-4)	2,93	0,18	0,79
704,8226	CH <sub>2</sub> DOH	16 <sub>0,16</sub> – 15 <sub>0,15</sub>	705,8265	289,39	1,2(-3)	1,66	1,51	4,37



*“Cuando habían pasado 8 B’aktunes, 14 K’atunes, 3 Tunes, 1 Winal y 12 días (k’ines), en el día 1 Eb’, bajo la presencia del 5º Señor de la Noche, cuándo se asentó el mes Yaxk’in, se asentó el señor Pájaro Cero...”*

PLACA DE LEYDEN

*Museo Nacional de Etnología*

*Leiden, Holanda, Países Bajos.*



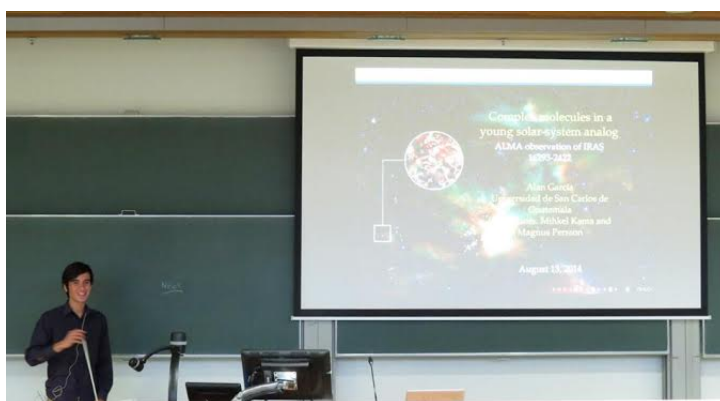


## LEAPS 2014



*El grupo de LEAPS 2014 en la visita al radiotelescopio de Westerbork en el norte de los Países Bajos.*

La realización de este trabajo de graduación acerca de formación estelar y espectroscopia astronómica molecular no hubiera sido posible sin mi participación en la estación de verano LEAPS, *Leiden/ESA Astrophysics Program for Summer students*. El Observatorio de Leiden de la Universidad de Leiden, Holanda, me recibió 2 meses y medio para instruirme en el proceso de identificación de moléculas interestelares y en la programación de un código que pudiera analizar las líneas espectrales por medio de mapas espaciales.



*Presentación final de LEAPS 2014, el 14 de agosto de 2014 en el auditorio De Sitter Zaal de la Universidad de Leiden.*

