

ESTRUCTURA Y CINEMÁTICA DE UN SISTEMA DISCO - JET DE ACRECIÓN

Ludving Cano-Fernandez^{1†} & Gisela Ortiz-León²

¹ Universidad Mayor de San Andrés (UMSA), Bolivia

² Instituto Nacional de Astronomía, Óptica y Electrónica (INAOE), México

RESUMEN

Se estudian dos estrellas jóvenes de baja masa (clase 0-I): CARMA 6 y CARMA 7 mediante observaciones con el *Very Long Baseline Array*, realizadas entre 2020 y 2022, éste arreglo nos proporciona una excelente resolución angular, del orden de $1E - 4$ [arcsec]. Se buscaron fuentes de máseres de agua a 22.23508 GHz, para así generar un mapa de fuentes, y con apoyo del efecto Doppler reconocer estructuras de velocidad que tracen la cinemática del disco. Los resultados proporcionan evidencia observacional que da soporte al mecanismo del viento de disco como una forma en que la estrella se libere de momento angular en el disco de acreción y se generen jets protoestelares. Para CARMA 6 se encontró radios de lanzamiento de alrededor de 6 [UA], que son consistentes con el modelo mencionado. Mientras que CARMA 7 no cuenta con suficientes fuentes para realizar los cálculos.

ABSTRACT

We present a study of two Young Stellar Objects (class 0-I): CARMA 6 and CARMA 7, using observational data from the Very Long Baseline Array (made between 2020 and 2022), this array have a great angular resolution of the order of $1E - 4$ [arcsec]. We searched for water maser emission at 22.23508 GHz and investigated their spatial distribution. Using the Doppler effect we recognized velocity structures that trace the kinematics of the disk. Our results provide new evidence that supports the disk-wind model as a mechanism for the star to get rid of angular momentum in the accretion disk and eject protostellar jets. For CARMA 6 we got launching radios around 6 [UA] that are consistent with the model. On the other hand, we couldn't find enough sources around CARMA 7 to replicate the same calculations.

1. INTRODUCCIÓN

A medida que una estrella pasa por sus diferentes etapas evolutivas, ésta sufre distintos procesos (físicos, químicos) que conllevan a determinar varias características de la misma, por ejemplo, la masa inicial con la que se conforma la estrella es un gran determinante al momento de saber cuál será su destino final. Es así que en el área de evolución estelar, cada etapa puede ser estudiada extensivamente. Este proyecto busca enfocarse en estrellas que son relativamente jóvenes (entre 100 mil y 1 millón de años), a las cuales se denominan estrellas jóvenes o en fase protoestelar.

a. Etapas evolutivas

Las estrellas se forman en regiones donde hay abundante polvo estelar y gas frío, donde se forma un núcleo que, por colapso, se convierte en una protoestrella, la cual es denominada etapa 0 ([Dunham et Al. \(2014\)](#)), posteriormente el material alrededor de la nueva estrella empieza a ser acretado y finalmente la estrella pasa a una etapa I. En una notación común, para referirse a una estrella joven se utiliza el acrónimo (YSO), que viene de *Young Stellar Object*.

[†]lcanof@fcnp.edu.bo

b. Identificación de etapas

En la revisión hecha por [Dunham et al. \(2014\)](#), se hace una clara distinción entre clase y etapa, donde se propone el uso del término etapa cuando se refiere al estado evolutivo de la estrella y clase cuando se refiere a las observaciones y clasificación de las mismas.

Cuando la estrella aún es muy joven, el polvo alrededor de la misma hace que sea imposible observar a la misma en bandas como el óptico, y para estrellas hasta un límite de 500 pc, son mejor observadas en longitudes de onda del infrarrojo como Spitzer y Hershel. La definición explícita de las clases I, II y III está fuertemente relacionada con el índice espectral infrarrojo, mientras que la clase 0, al ser observada mejor submilimétricamente, se define como el radio entre las mediciones de luminosidad lumínica y la luminosidad bolométrica.

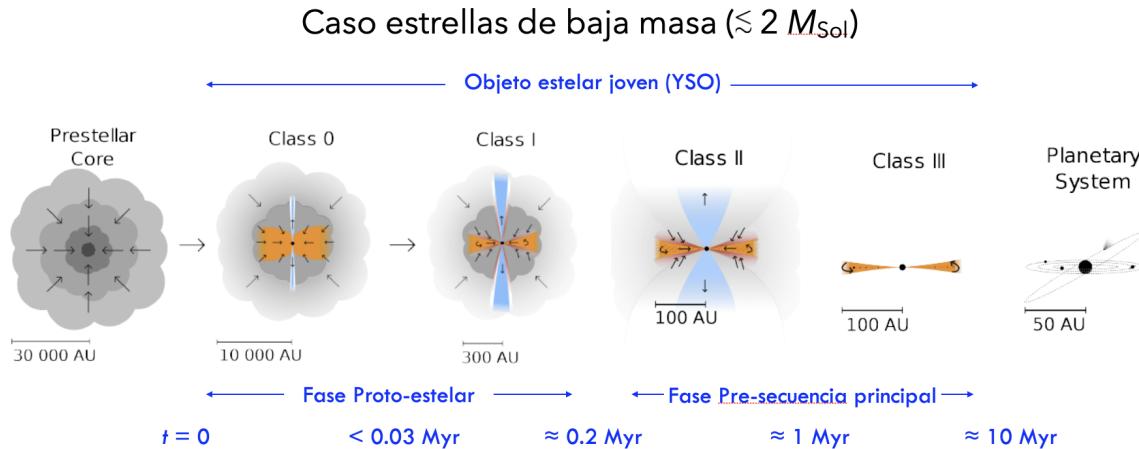


FIG 1: Etapas de evolución de una estrella. Las estrellas de estudio en este proyecto se encuentran en la clase 0 y I. Figura adaptada de [M. Persson en Figshare.com](#)

c. DISCOS Y JETS

Como también se observa en la [figura 1](#), en las etapas tempranas de evolución, la estrella tiene un disco y un jet asociados, el disco coadyuva a la acreción del material, mientras que el jet es una forma de que la estrella se libere de momento angular. Nos enfocaremos en estrellas de baja masa cuando sea posible.

i. Jets

Lee (2020), propone que una forma importante de observar a los jets moleculares es a través de longitudes de onda submilimétricas, en específico las líneas de CO, SiO y SO. Una gran ventaja es que las líneas moleculares no son afectadas por extinción debido al polvo que se encuentra alrededor del YSO, por lo que observar en estas líneas moleculares nos permite observar muy cerca de la estrella y además estudiar: el proceso de acreción, formación de un posible sistema binario, hasta incluso la formación de planetas en el disco.

Específicamente, los jets provienen de una fuerza magneto-centrífuga de la sección más cercana del disco, entonces sería normal esperar que estén rotando, es así que el momento angular puede ser extraído gracias a los jets, que permitiría que el material en el disco pueda realmente llegar a la estrella joven. En la literatura actual, existe poca evidencia observational de este mecanismo magneto-centrífugo, una de estas evidencias es el trabajo realizado por [Moscadelli et Al \(2022\)](#), que se enfoca en estudiar el comportamiento de los máseres de agua en una estrella de masa intermedia (a comparación de este trabajo que se enfoca en estrellas de baja masa), que además cuenta con resoluciones de algunas UA.

Algo importante al momento de observar jets moleculares es tener una inclinación aceptable, es decir, que el jet no se vea afectado por proyecciones en su dirección. Otro requisito es la resolución angular, ya que actualmente

se piensa que el origen de los jets ocurre a escalas de UA. Esto solamente es lograble a través del uso de interferómetros.

Además es deseable tener resoluciones de velocidad menores a 1 kilómetro por segundo para poder estudiar líneas de emisión angostas.

ii. Disco

De acuerdo a [Dunham et al \(2014\)](#), se define y nombra como un disco a una estructura Kepleriana que está rotando, y debe ser formada durante la evolución temprana de la protoestrella. Cada disco trae consigo una cantidad de momento angular, que puede ser originado por una rotación inicial de la nube de material o por turbulencias en el medio alrededor de la nueva estrella. Un aspecto importante del disco es que éste permite la única forma de determinar directamente la masa de la protoestrella, ya que ésta se encuentra muy embebida en su polvo, impidiendo su medición espectral. De nuevo, con interferómetros como el Very Large Array (VLA), Very Long Baseline Array (VLBA) y Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA), la resolución angular mejorada puede ayudar con la determinación de nuevas masas proto estelares, o incluso nuevas y mejoradas medidas de los discos.

d. MÁSERES ASTROFÍSICOS

De una forma muy parecida a los átomos, las moléculas también cuentan con niveles de energía debido a varios modos de vibración, rotación o movimiento. [Gray \(1999\)](#) explica que si en los niveles de energía más altos se encuentran un número mayor de moléculas que un nivel menor, existe una *inversión de población*, el cual es un requisito fundamental para el origen de los máseres. Una vez un fotón interactúa con estas moléculas, la emisión estimulada ocurre y se dan origen a los máseres (en inglés *microwave amplification by stimulated emission of radiation*). Una definición muy cercana a los láseres, de una forma muy simplificada podemos pensar en un máser como un láser en microondas.

Si bien los máseres astrofísicos fueron detectados hace aproximadamente 60 años, se han convertido en una manera muy importante de estudiar fenómenos que no eran bien entendidos. Algunos de las primeras líneas en ser descubiertas fueron de la molécula de OH (hidróxido), H₂O, SiO y CH₃OH, así podemos notar que pueden ir de estados atómicos del hidrógeno hasta moléculas complejas como el metanol, tomando en cuenta que cada molécula puede tener varias transiciones, la lista completa de máseres se extiende bastante y pueden ser medidas en diferentes rangos del espectro electromagnético.

Además de una lista de qué máseres existen, la lista de las fuentes que los originan es un área grande, siendo las más comunes las zonas de formación estelar, envolventes de estrellas ya formadas, remanentes de supernova y hasta cometas dentro de nuestro sistema solar ([Gray \(1999\)](#)).

Hablando del tamaño de éstas emisiones, un máser puede tener tamaños angulares de milí arco segundos (mas) o incluso menos, que si convertimos a unidades físicas para fuentes dentro de la Vía Láctea, son equivalentes unas cuantas unidades astronómicas (UA). Ahí radica la importancia de tener una buena resolución angular, que será explicado con el uso de interferometría. Como los máseres son casi siempre pequeños (relativamente a su entorno), es decir, compactos respecto al entorno en que se encuentran, esto los hace una herramienta diagnóstica de su entorno. Finalmente, la forma tampoco es del todo definida, pues mapas de fuentes muestran formas irregulares.

En este proyecto nos enfocaremos en la estructura y cinemática de los máseres de agua (descritos a continuación), sin dejar de apoyarnos de la línea de SiO que es utilizada como trazadora del jet ([Podio el Al 2021](#)).

i. Máseres de agua

Enfocándonos un poco en el objetivo de este proyecto, se estudia la línea de máseres de agua en el entorno de una estrella joven (YSO), según [Gray \(1999\)](#) el YSO inyecta energía en el medio interestelar a través de ondas de choque, y si éstas ondas no son lo suficientemente potentes para disociar el agua, generarán la energía para ser el impulsor a una inversión de población, esto se aprovecha pues la característica principal de los máseres cercanos a un YSO es su brillo, que puede ser más potente que el del Sol.

Como se mencionó anteriormente, las moléculas pueden emitir máseres en distintas transiciones, en este caso pueden ir desde los 22 GHz hasta los 658 GHz. Para el caso de la molécula de agua, la transición máser más brillante ocurre a 22.23508 GHz.

e. RADIO INTERFEROMETRÍA

i. Radioastronomía

El estudio de objetos y fenómenos astronómicos estuvo durante muchos siglos restringido a la banda visible. Cuando la humanidad desarrolló nuevas tecnologías y herramientas, estas mediciones fueron ampliando su espectro. Un evento importante es la medición realizada por Jansky en 1931, demostrando que se observó una radiación con origen fuera del planeta, con una longitud de onda de 20.5 MHz. En la literatura de [Wilson \(2016\)](#), se define que la ventana de radio va desde longitudes de onda de 10^{-15} metros hasta longitudes de 0.3 mm. Para no alargar de más esta pequeña introducción, cabe aclarar que si bien los objetos estudiados en la ventana visible normalmente son medidos por su radiación térmica, en radioastronomía los fenómenos no siempre son así, dando la posibilidad de estudiar otros mecanismos físicos.

En radio astronomía es común usar el Jansky por estereorradián (Jy sr^{-1}) o Jy por beam de telescopio para medir la intensidad específica de un máser. Siendo el Jy una medida de densidad de flujo ($10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$). Posteriormente es común convertir las frecuencias espectrales a líneas espectrales de velocidad usando el efecto Doppler, este paso es muy relevante y se desarrollará mejor en la metodología. La definición de Jansky es:

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{Hz} \cdot \text{m}^2} = 10^{-23} \frac{\text{erg}}{\text{s} \cdot \text{Hz} \cdot \text{cm}^2}$$

ii. La resolución angular en radio

Recordando la definición común de resolución angular (θ) como la capacidad de distinguir (o resolver) dos objetos separados a esa distancia angular, podemos usar la ecuación

$$\theta = \lambda k / D,$$

donde λ es la longitud de onda, D el diámetro del instrumento y k es una constante derivada en [Wilson \(2016\)](#). Ahora, si hablamos en longitudes de onda en radio, como se describió en la anterior sección, éstas son relativamente grandes, del orden de milímetros a metros, por lo que para obtener una buena resolución angular (el objetivo es minimizar el valor) deberíamos compensarla con un diámetro del instrumento muy grande. Luego uno se encuentra con el límite de los materiales para crear un telescopio enorme, que según el mismo autor, llega a $\sim 300\text{m}$.

Para resolver esta problemática se usa un interferómetro propuesto por Michelson, que puede llegar a tener una resolución angular de $\theta \approx \lambda / D$ cuando se usan dos instrumentos con diámetro $d \ll D$ que estén separados por una distancia D . Nos encontramos ante el surgimiento de interferómetros del tamaño de países o hasta de una buena sección de la tierra (como el *Event Horizon Telescope* o *EHT*).

iii. Interferómetros básicos

Ahora debemos trabajar en cómo la señal recibida por ambos instrumentos debe ser tratada para nuestros fines, el funcionamiento de un interferómetro se basa en el principio de interferencia, donde si dos ondas electromagnéticas se superponen, pueden llegar a interferir entre sí, aumentando o disminuyendo su amplitud. En el caso de los arreglos de telescopios, las señales captadas se combinan en un correlador, que mide justamente la correlación entre estas señales.

Empezamos con un arreglo simple de dos antenas, que están separadas por una distancia B , y que apuntan a un ángulo cenital θ , como se ve en la [figura 2](#).

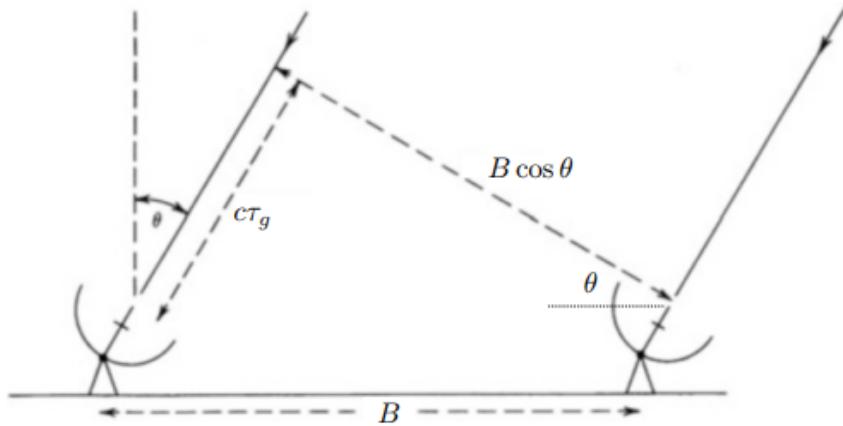


FIG 2: Arreglo de dos antenas, separadas por una distancia B . Figura adaptada de [Thompson et al \(2017\)](#).

Para una fuente puntual. A la antena 2 (izquierda de la fig 2), la señal le llegará con un ligero retraso, que geométricamente está relacionado a la distancia que separa a ambas antenas y a la vez al ángulo cenital al cual están observando, es así que definimos un retraso geométrico (τ_g) que tiene la forma

$$\tau_g = \frac{B \sin \theta}{c}$$

Ahora nos enfocamos en la señal que reciben ambas antenas, esta estará dada por R_1 y R_2 respectivamente:

$$R_1(t) = E \sin(2\pi v t)$$

$$R_2(t) = E \sin(2\pi v(t - \tau_g))$$

Posteriormente, se procede a multiplicar e integrar en el tiempo esta señal (el correlador se encarga de esto):

$$R_{12}(t) = E^2 \sin(2\pi v t) \sin(2\pi v(t - \tau_g))$$

que después se integra: $\frac{1}{T} \int_0^T R_{12}(t) dt$

Al promediar en el tiempo y sabiendo que $T \gg 1/v$, entonces se puede llegar a la expresión de la señal promediada como

$$R_{12} = \frac{1}{2}E^2 \cos\left(\frac{2\pi B \sin \theta}{\lambda}\right)$$

Sin embargo, ahora se crea instrumentalmente una señal proveniente de la antena 2, que será desplazada 90 grados. Esto nos ayuda a que la señal sea complementaria (entre seno y coseno), así evitando que el telescopio sea “ciego” en ciertos ángulos, generando una respuesta “imaginaria”:

$$R'_{12} = \frac{1}{2}E^2 \sin(2\pi v \tau_g)$$

Utilizando representaciones complejas, podemos armar la relación:

$$C_{12} = \frac{1}{2}E^2 \cos(2\pi v \tau_g) + i \frac{1}{2}E^2 \sin(2\pi v \tau_g)$$

$$C_{12} = R_{12} + iR'_{12} = \frac{1}{2}E^2 e^{i2\pi v \tau_g}$$

Si al cociente entre B/λ lo llamamos u y además si para ángulos pequeños de θ , $\sin \theta = l \approx \theta$, la expresión se reduce a:

$$C_{12} = \frac{1}{2}E^2 e^{i2\pi u l}$$

Para una fuente extendida la situación se complica, pues debemos integrar en un espacio que será llamado “plano del cielo”. La expresión anterior corresponde al resultado de la correlación de las señales provenientes de un solo punto (que si ubicamos en el plano del cielo tendrá una coordenada l). El siguiente paso es considerar la extensión del objeto celeste a lo largo de esta coordenada y luego su extensión en dos dimensiones (l, m). Si buscamos de nuevo la visibilidad, será integrar la señal en una coordenada dada y proyectarla en otra (plano de Fourier o plano complejo). Esquemáticamente podemos ver en la [figura 3](#) la relación entre los dos sistemas de coordenadas $(l, m) \rightarrow (u, v)$.

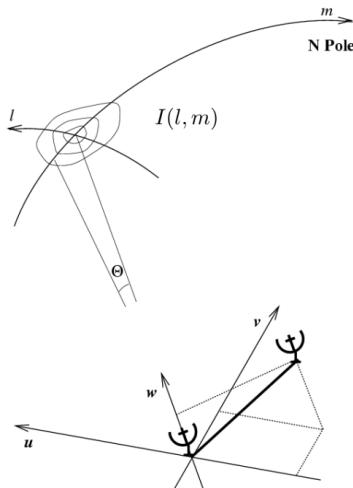


FIG 3: Plano del cielo (arriba) y plano de Fourier (abajo)

Integrando la expresión de una fuente puntual, C_{12} , llegamos a una relación de la forma,

$$V(u) = \int_{-\infty}^{\infty} I(l) e^{2\pi u l} dl$$

donde $I = \frac{E^2}{2}$, es la relación de Stokes que será llamado brillo de cielo y $V(u)$ es la visibilidad en un punto u . A la vez podemos apreciar que si hacemos una transformada inversa de Fourier, obtenemos de nuevo el brillo, es decir que estas dos magnitudes están relacionadas por una Transformada de Fourier.

$$I(l) = \int_{-\infty}^{\infty} V(u) e^{-2\pi u l} du$$

Ahora, estas relaciones eran válidas en sólo una coordenada (u o l), pero si nos vamos al caso general necesitamos una doble integral, es decir la transformada y su inversa serán

$$V(u, v) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} I(l, m) e^{2\pi(ul+vm)} dl dm$$

$$I(l, m) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} V(u, v) e^{-2\pi(ul+vm)} du dv$$

Es así, que podemos tener la visibilidad entre un par de antenas V_{ij} , y estas visibilidades viven en el plano de Fourier, donde las coordenadas son u y v , medidas en giga o mega longitudes de onda.

Finalmente, cabe mencionar que como las visibilidades son números complejos, se pueden expresar en términos de una fase y una amplitud, es decir:

$$V_{ij} = |V_{ij}| e^{i\phi_{ij}}$$

Particularmente nos importa la fase, pues es una parte primordial en la calibración de datos. Un ejemplo que se obtuvo durante la calibración de los datos (que será explicado en la metodología) Un ejemplo de mapa de visibilidades se ve en la [figura 4](#).

f. Viento de disco

Según la teoría descrita en [Lee et al. \(2010\)](#), los jets protoestelares sirven para extraer momento angular de las regiones más internas del disco, permitiendo que el material sea acretado hacia la estrella. Pero además deben existir otros mecanismos que sirvan para remover momento angular del disco, uno que es estudiado ampliamente es el modelo de disco, en éste el material cercano a la estrella (alrededor de 20 unidades

astronómicas) es eyectado de un disco extendido (así removiendo el momento angular), lanzando este material hacia el exterior del disco.

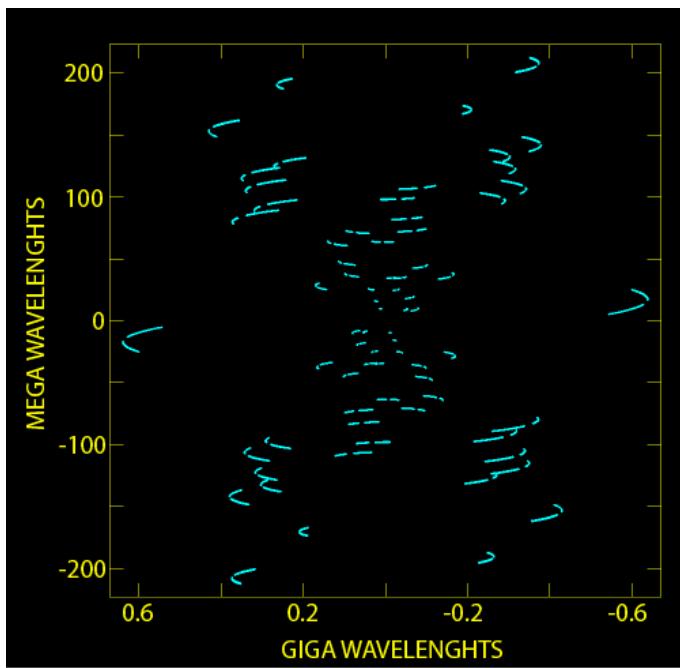


FIG 4: Plano de cobertura UV (visibilidades) para la época E de CARMA 6.

g. Very Long Baseline Array (VLBA)

Es el arreglo del cual se obtuvieron los datos para este proyecto de grado, según NRAO¹, consiste de 10 telescopios distribuidos en el territorio estadounidense, la separación máxima entre antenas es de 8611 km, lo que nos resulta en una resolución angular entre 0.17 y 22 mili arcosegundos (mas). Los 10 telescopios son:

1. St. Croix – U.S. Virgin Islands
2. Hancock – New Hampshire
3. North Liberty – Iowa
4. Fort Davis – Texas
5. Los Alamos – New Mexico
6. Pie Town – New Mexico
7. Kitt Peak – Arizona
8. Owens Valley – California
9. Brewster – Washington
10. Mauna Kea – Hawaii

2. METODOLOGÍA

a. Datos utilizados

Para este proyecto de grado se usaron observaciones del Very Long Baseline Array (PI: G. Ortiz-León), las cuales tuvieron lugar entre el año 2020 y 2022. Éstos datos están separados por épocas, donde cada época es una observación separada aproximadamente por un mes una de otra, la [tabla 1](#) muestra las épocas, día juliano (y su conversión a fecha), resolución angular, resolución espectral y la medida del ruido RMS (*root mean square*, que es la raíz cuadrada de la media cuadrática), que se utiliza como una medida de ruido, ésta fue promediada en todos los canales utilizados.

¹ [Very Long Baseline Array – National Radio Astronomy Observatory](#)

TABLA 1:
Épocas de observación y fechas correspondientes

Época	Día Juliano	Fecha	θ [arcsec]	Res Espectral [Hz]	RMS [mJy]
CARMA6_A4	2459148,473	2020-10-25	6.6E-4	1.56E4	2.7E-2
CARMA6_A5	2459307,043	2021-04-02	7.4E-4	1.56E4	3.7E-2
CARMA6_A	2459653,083	2022-03-14	7.6E-4	1.56E4	2.3E-2
CARMA6_B	2459681,007	2022-04-11	9.2E-4	1.56E4	2.0E-2
CARMA6_C	2459705,938	2022-05-06	7.1E-4	1.56E4	2.4E-2
CARMA6_D	2459729,873	2022-05-30	8.2E-4	1.56E4	1.7E-2
CARMA6_E	2459738,845	2022-06-08	7.6E-4	1.56E4	1.9E-2
CARMA6_F	2459767,769	2022-07-07	7.1E-4	1.56E4	1.7E-2
VLA_OBS	2459771,750	2023-07-11	5.63E-2	NA	1.7E-2
CARMA7_A	2459652,413	2022-03-14	0.24E-4	1.56E4	1.1E-2
CARMA7_B	2459680,512	2022-04-11	9.23E-4	1.56E4	0.8E-2
CARMA7_C	2459705,356	2022-05-06	7.08E-4	1.56E4	1.3E-2

Cabe aclarar que también se cuenta con las épocas G y H para CARMA 6, sin embargo, no fueron utilizadas debido a que los máseres son prácticamente no visibles, por lo que no apoyarán a los cálculos necesarios. En la tabla figura la observación **VLA_OBS**, que es una observación complementaria con el Karl G. Jansky Very Large Array (VLA), otro radio interferómetro, que fue usado para tener una observación de la posición propia de la estrella, esta observación cuenta solamente con un canal, ya que se trata de observaciones del continuo (emisión de un rango amplio de frecuencias).

Las épocas D, E y A5 fueron calibradas desde cero como parte del proceso de aprendizaje para este proyecto de grado, las demás épocas fueron analizadas directamente de un cubo calibrado. A continuación, se da un panorama sobre el proceso de calibración de estos datos para obtener un cubo y posteriormente analizarlo con CASA.

b. Calibración de datos VLBA

Para calibrar los datos se utilizó el software AIPS (del inglés *Astronomical Image Processing System*), un programa enfocado en radioastronomía muy utilizado para la calibración de datos, análisis de datos y otras tareas necesarias con datos astronómicos, actualmente se encuentra alojado en la página del National Radio Astronomy Observatory (NRAO), es un paquete relativamente antiguo (siendo utilizado desde alrededor de 1980), pero aún muy relevante, teniendo soporte y adiciones como por ejemplo su conexión con Python.

AIPS es un software que se basa en tareas (*tasks*), cada una se puede pensar como una función que toma ciertos parámetros y realiza los cambios o cálculos necesarios. Uno puede hacer una seguidilla de tareas para realizar la calibración de los datos.

El proceso de calibración consiste no solamente en correlacionar los datos como se explicó en la introducción, sino también en hacer correcciones debido a diferentes factores que puedan afectar la medida, como por ejemplo variaciones geográficas (se necesita mucha precisión de la medida entre antenas), donde debemos corregir posibles errores en las posiciones de las diferentes antenas en la tierra, y otros errores instrumentales que

deterioran los datos. Otros factores que no se pueden controlar, por ejemplo, serían nubes sobre alguna de las antenas, lo que retrasaría más la señal de lo previsto.

En sí, la visibilidad medida por las antenas está afectada por “ganancias”, que son números complejos y están multiplicando a la visibilidad real, entonces podemos pensar en la relación:

$$\hat{V}_{ij}(t) = g_i(t)g_j^*(t)V_{ij}(t)$$

Donde $\hat{V}_{ij}(t)$ es la visibilidad observada y $V_{ij}(t)$ es la visibilidad real, mientras $g_i(t)$ y $g_j^*(t)$ son las ganancias que afectan a la visibilidad.

Entonces, para corregir los datos, se deben aplicar tablas de corrección de la forma g_i^{-1} y g_j^{-1} para obtener la corrección final. Este proceso se realiza varias veces, siendo algunas tablas de corrección obtenidas de los datos que ya se tienen, o algunas provienen de datos externos, un esquema del funcionamiento se encuentra en la [figura 5](#).

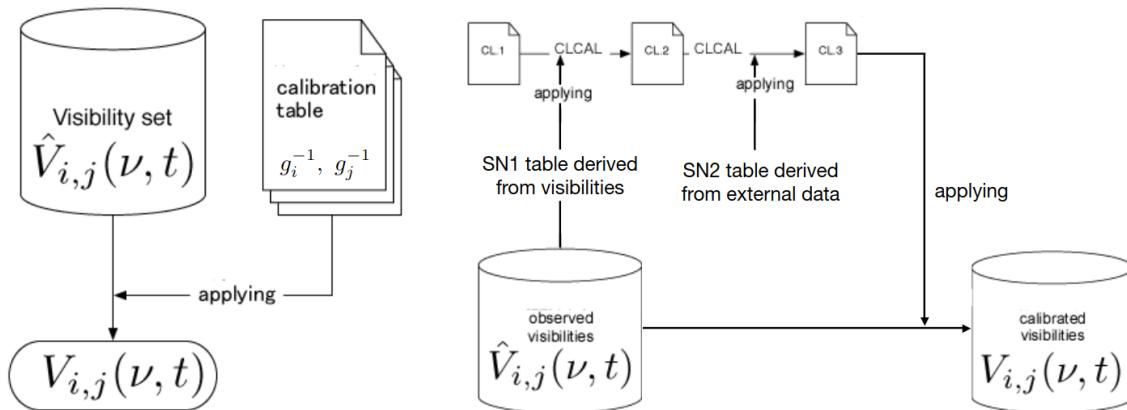


FIG 5: Proceso de calibración general (izquierda) y proceso detallado (derecha)
Figura creada por Seiji Kameno (comunicación privada)

Ahora, recordando que cuando hablábamos de la señal recibida por dos antenas habrá un retraso (delay), éste puede relacionarse con una fase relativa entre los campos medidos por antenas separadas, el retraso también puede ser afectado por la atmósfera, electrónica o la ionósfera, llegando a tener un retraso total ($\Delta\tau$), también afectando a la fase medida por el correlador, es decir, tendremos un error de fase $\Delta\phi$.

La fase generada por un correlador tendrá entonces la forma:

$$\phi_{corr}(t, v) = \phi_V(t, v) + \phi_{inst}(t, v) + \phi_{geom}(t, v) + \phi_{atmo}(t, v) + \phi_{iono}(t, v)$$

Donde el significado de los subíndices es el siguiente:

- *corr*: Generado por el correlador
- *V*: Visibilidad verdadera
- *inst*: error de fase instrumental
- *geom*: error de fase por errores de geometría del correlador
- *atmo* y *iono* son los errores debido a la atmósfera neutra y a la ionósfera

Si bien se puede discutir a detalle sobre las afectaciones, orígenes y soluciones a cada uno de los errores presentados, esto se encuentra por fuera del alcance de este artículo. Lo importante a resaltar es que estos errores de fase serán corregidos en el proceso de calibración para tener una señal correcta.

Para ayudarnos con la calibración, se utilizó un código llamado ParseiTongue, el cual describiremos a continuación.

c. ParseiTongue

ParseiTongue ([Kettenis et Al. \(2006\)](#)) es una integración de AIPS con Python, en este caso usaremos la reducción de datos de BeSSel (The Bar and Spiral Structure Legacy Survey) que, además del artículo de [Reid, M.-J. et al. 2014](#), es comúnmente utilizado en datos de interferómetros, y como base tenemos la guía de Andreas Brunthaler². La ventaja es que es un proceso interactivo que resume los pasos para la calibración de datos. Para ejecutarlo se necesita cumplir los requisitos de versión de Python y tener AIPS instalado.

Es así que en un proceso común de calibración de datos obtenidos con el VLBA se necesitan 3 archivos para cada calibración, que serán entradas en el código usado:

- OBJECT.CONT.idifits: Datos de continuo obtenido por las antenas
- OBJECT.LINE.idifits: Datos de la línea deseada (zoom espectral) obtenido por las antenas
- OBJECT.GEO.idifits: Datos geográficos de calibradores de todo el cielo (en la literatura especializada se le conocen también como calibradores geodéticos).

Donde OBJECT es la época o algún nombre referencial a la observación realizada.

Posteriormente, varios de los parámetros son para controlar el comportamiento del código, como buscamos tener intervención en algunos de los pasos, usaremos la versión interactiva, que muestra gráficos de ayuda en el proceso de calibración. Además de usar una fuente de calibración, que es un objeto astronómico brillante y compacto (usualmente un cuásar) para mejorar la calidad de los datos obtenidos al final.

Como ejemplo pondremos la calibración por instrumentación, el objetivo es que la fase cambie de una forma suave (creciente o decreciente) a través del tiempo y además entre las antenas. Por ejemplo podemos ver el antes y el después de este paso en la [figura 6](#).

² Provisto por comunicación privada

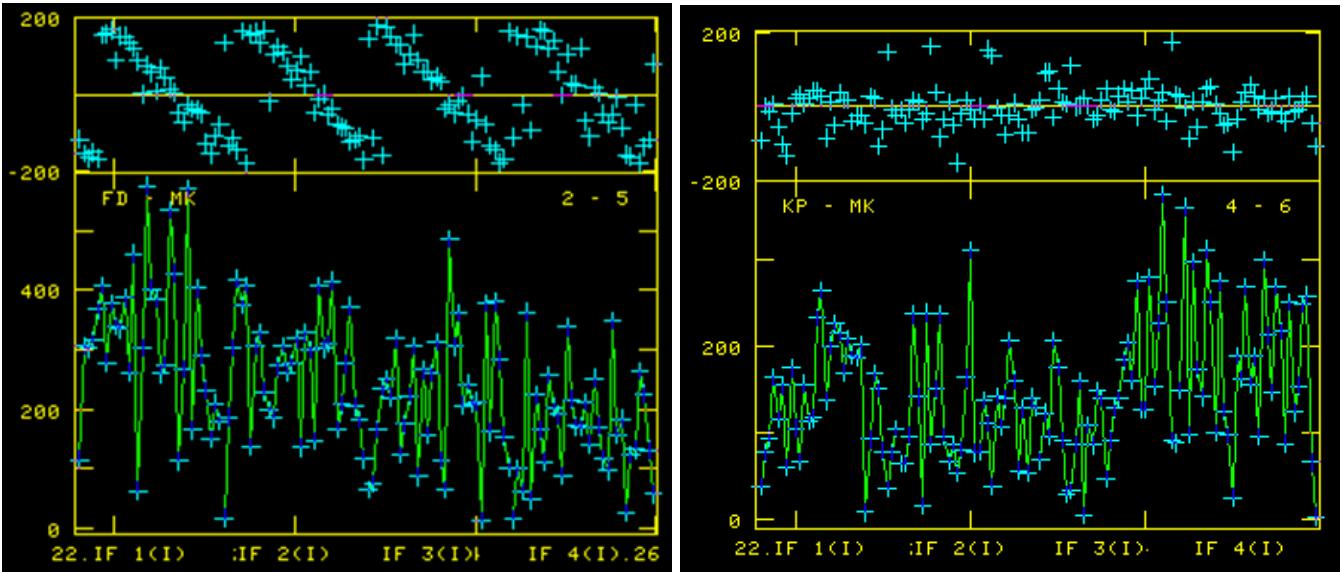


FIG 6: Calibración instrumental, antes de la calibración (izquierda) y después de la calibración (derecha), entre las antenas Fort Davis (TX), KP (Kitt Peak, AZ) y MK (Mauna Kea, HI)

d. CASA

CASA (*Common Astronomy Software Applications*) es un software desarrollado por el NRAO, en él podemos realizar varias tareas que nos serán muy útiles en el proceso de análisis, está disponible solamente en los sistemas operativos Linux y MacOS. Para esto primero debemos tener muy claro la estructura y lenguaje que usaremos para el manejo de los datos.

Una época consiste en un cubo de datos, por cubo se lo puede entender muy literalmente pues es una estructura de 3 variables, una forma referencial se puede observar en la [figura 7](#). Para referirnos a las diferentes longitudes de onda (o frecuencias) disponibles para el cubo usaremos los canales, donde tendremos una cantidad específica determinada por la resoluciónpectral de los datos (ver [tabla 1](#)). A la vez una frecuencia puede ser relacionada con una velocidad, gracias al efecto doppler, que será explicado después. En una frecuencia específica se pueden reconocer las fuentes a través de su intensidad, la cual es medida en mili Janskys (mJy).

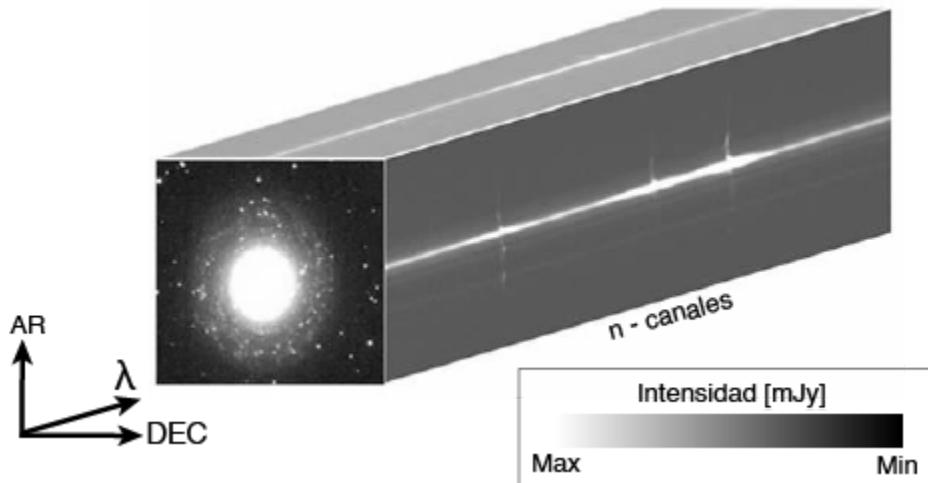


FIG 7: Estructura de un cubo de datos, en el eje de longitud de onda (λ) también se lo puede relacionar con la frecuencia (v) o con la velocidad a través del efecto doppler, que se explica después.

Adaptado de National Astronomical Observatory of Japan

CASA se maneja primordialmente por tareas (tasks) que se pueden ver como funciones o rutinas, pues tienen parámetros de entrada, el programa realiza el proceso y uno obtiene resultados en formato de diccionarios de Python o en la ventana de log de CASA. Algunas de las tareas que fueron utilizadas (y algunas serán descritas con más detalle después) son:

- `imview` : Permite visualizar un cubo de datos.
- `imhead` : Da información del header (encabezado) de los datos.
- `imfit` : Dado una región específica y un canal, ajusta una distribución gaussiana para obtener el flujo pico y posición en dicha región.
- `imsubimage` : Permite recortar un cubo de datos, ya sea por coordenadas o por canales.
- `imstats` : Calcula estadísticas de una región en específico.

Entonces, lo primero que se realiza al momento de recibir un cubo de datos es abrirlo con `imview`, esto debería ser algo simple, sin embargo, un cubo típico suele rondar los 12.5 GB de espacio, lo que requiere mucho poder de cómputo, esto hacía que incluso el programa tienda a dejar de responder y se deba empezar de cero. Es así que se optó por recortar el cubo (usando `imsubimage`) a solamente los canales donde se observa máseres y además delimitar la región de donde aparecen, esto redujo a que los datos consten de alrededor de 30 a 40 canales (en lugar de los 200 originales) y el espacio ocupado por el archivo no supere los 200MB.

e. Reconocimiento de fuentes

Una vez tenemos el cubo listo (recortado), se abre y se realiza un ajuste de contraste con los controles de CASA. Para reconocer una fuente en un canal específico se realizan los siguientes pasos:

- Se abre de nuevo el cubo, esta vez en forma de contornos. Los contornos se recalculan a 7, 9, 11 y 13 σ , donde σ es el valor de RMS de una región que sabemos que no tiene señal, esto nos ayuda a que las fuentes que reconozcamos estén por arriba de 7 sigma, lo que es una señal robusta.
- Posteriormente se encierra a la fuente en una región, ésta está caracterizada por números de pixeles como coordenadas, que serán puestos como parámetros en la tarea `imfit`, junto al canal en el cual estamos trabajando.
- `imfit` nos devuelve el resultado del ajuste como un diccionario (python), entonces explorando el mismo nos quedamos con la información de `x_rad`, `y_rad` (posición del pico en radianes), `peak_flux` (flujo de pico en Jy/beam) y `freq` (frecuencia en Hz).

Este proceso se realiza por separado en todos los canales, y si hay más de una fuente en un canal se realizan los últimos dos pasos múltiples veces. Para automatizar un poco esto (es decir, no hacer paso por paso en CASA), se realizó un código que toma como parámetros el canal, la caja (región), y número de fuente, luego imprime los resultados generando una tabla en un archivo de resultados, así uno cambia los parámetros y el proceso se acelera. Esta es una de las grandes ventajas de CASA, pues es fácilmente integrable con Python.

f. Corrección y discriminación de fuentes

Una vez se tienen las fuentes de todas las épocas, debemos recordar que (si bien es mínimo), las fuentes tendrán un movimiento propio a través del tiempo, y como algunas están separadas por varios meses o incluso años, debemos corregir por paralaje y movimiento propio. Para este objetivo usaremos un código provisto para corregir las coordenadas, inicialmente necesita los siguientes parámetros:

- Día juliano de la época a corregir, jd
- Día juliano a la época de referencia jd_0
- Posición de la tierra en jd, representados heliocéntricamente como earth_x, earth_y, earth_z
- Movimiento propio del astro, que es constante

Posteriormente, se usan las proyecciones de la elipse de paralaje de AR y DEC (funciones del tiempo) y se obtienen las nuevas posiciones de los máseres, ahora todos en una época deseada. Éstas ecuaciones están bien descritas en [Loinard \(2007\)](#). Donde consideramos que la ascension recta (α) y declinación (δ) de un cuerpo celeste varían en base a su paralaje trigonométrica (π) y movimiento propio (μ) como una función de t:

$$\begin{aligned}\alpha(t) &= \alpha_0 + (\mu_\alpha \cos \delta)t + \pi f_\alpha(t) \\ \delta(t) &= \delta_0 + \mu_\delta t + \pi f_\delta(t)\end{aligned}$$

Donde α_0 y δ_0 son las coordenadas de la fuente en una época de referencia, μ_α y μ_δ las componentes del movimiento propio y f_α y f_δ son las proyecciones de AR y DEC de la elipse paraláctica, siendo definidas con la posición baricéntrica de la tierra en AU como

$$\begin{aligned}f_\alpha(t) &= (X \sin \alpha - Y \cos \alpha) / 15 \cos \delta \\ f_\delta(t) &= X \cos \alpha \sin \delta + Y \sin \alpha \sin \delta - Z \cos \delta\end{aligned}$$

Ahora, debemos saber qué condiciones tomar en cuenta para que un máser sea considerado como una fuente real (es decir, minimizar la posibilidad de incluir artefactos o posibles detecciones falsas), tomamos dos parámetros:

- El máser debe aparecer en por lo menos 2 canales en una época dada.
- El máser debe aparecer en dos épocas (no necesariamente consecutivas).

Si nuestra fuente cumple con ambas condiciones, la consideramos una fuente real. En la [figura 8](#) se observa cómo una fuente aparece en distintos canales de velocidad, donde 12.5km/s aproxima nuestra velocidad de reposo (en un efecto Doppler debería ser la frecuencia real de la emisión).

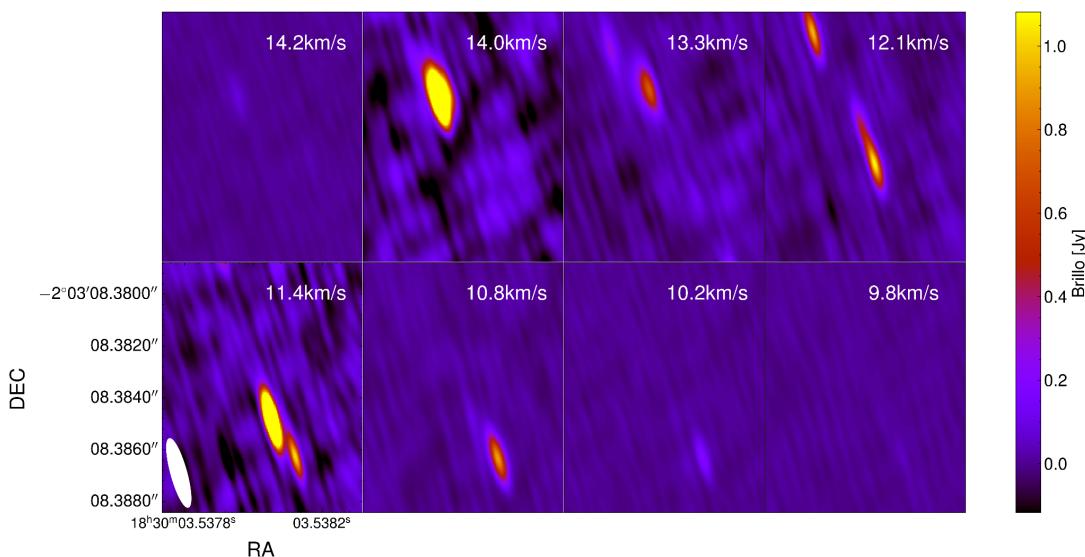


FIG 8: Mapa de intensidad del máser más brillante visto en diferentes canales de velocidad (época A de CARMA 6).

g. Nuevo sistema de coordenadas y efecto Doppler

En este momento nuestras fuentes se encuentran en el plano del cielo, pero no podemos saber si éstas tienen algún ángulo respecto al disco (o al jet) de la estrella, para esto nos apoyamos en las observaciones de [Podio et al. \(2021\)](#), para encontrar que la estrella tiene un jet a un ángulo de 25 grados medido desde el norte hacia el este. Debemos tener cuidado, pues este es el ángulo respecto al plano del cielo, y no sabemos si el jet está también inclinado hacia nosotros o hacia el contrario del plano del cielo.

Con este ángulo podemos construir un nuevo sistema de coordenadas, donde el eje x es perpendicular al jet. Para eso usamos una rotación que tiene la forma:

$$R = x \cos\theta + y \sin\theta \\ Z = -x \sin\theta + y \cos\theta$$

Donde θ es el ángulo que debemos rotar (25 grados según [Podio et Al 2021](#)) y x y y son las coordenadas actuales (por convención ascensión recta y declinación, respectivamente).

A la vez es útil saber la velocidad a la que éstos máseres trazan el disco o el jet, para eso usaremos el hecho que los máseres no se encuentran exactamente en la frecuencia del máser de agua (22.23508 GHz), sino en canales alrededor. Si recordamos el efecto Doppler, un objeto en movimiento que emite en una frecuencia dada, será percibido por un observador a otra frecuencia, si el objeto se acerca, se observará una frecuencia mayor y si el objeto se aleja, la frecuencia medida será menor. La relación para calcular ésta velocidad es:

$$\nu = \frac{c \cdot (\nu_0 - v)}{\nu}$$

Donde ν_0 es la frecuencia de reposo (en nuestro caso 22.23508 GHz), v es la frecuencia medida (el canal donde se encontró al máser), y c es la velocidad de la luz. Finalmente debemos tomar en cuenta la velocidad sistémica, que es cercana a los 12.5 km/s, al restarla de todas las velocidades obtenidas, tendremos velocidades positivas (alejándose), y negativas (acercándose).

3. RESULTADOS

a. CARMA 6

Luego de procesar las 7 observaciones para CARMA 6, además de obtener la posición de la estrella a través de la observación con el VLA, se puede tener el mapa final de fuentes, el cual se observa en la [figura 9](#). Es relevante comentar que las posiciones aún están en arcosegundos y no en unidades de longitud, pues este cálculo se realizará después.

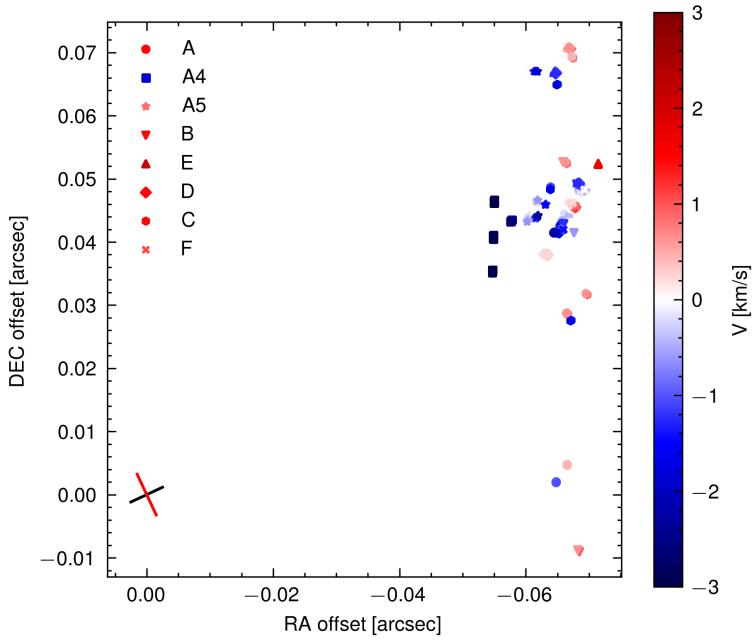


FIG 9: Mapa de las observaciones de CARMA 6. Diferentes marcas denotan diferentes épocas y el color es la velocidad corregida por Doppler. En la parte inferior izquierda se muestra la orientación del disco y jet de la estrella en cuestión, cuya posición se obtuvo con el VLA y determina nuestro origen de coordenadas.

La observación con el VLA realizada en julio de 2023 (descrita en la [Tabla 1](#)) nos arroja información de la posición de la estrella, en este caso tiene como coordenadas ecuatoriales $\alpha = 18h 30m 3.5420s$ y $\delta = -2^\circ 3' 8.41725''$. Con esto podemos hacer la transformación de coordenadas y el offset (calcular la distancia desde el centro de la estrella, que también fue corregida por paralaje), obteniendo así el resultado que se observa en la [figura 10](#):

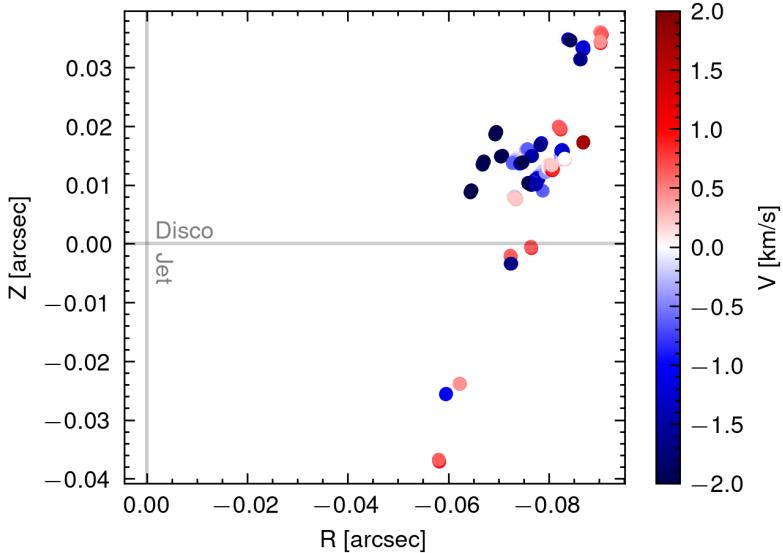


FIG 10: Máseres de CARMA 6 en el nuevo sistema de coordenadas, las líneas plomadas muestran la dirección del disco y jet. La barra de color indica la velocidad actual.

Ahora debemos hacer un último filtro para generar nuestro mapa final, como fue comentado en la sección de corrección y discriminación de fuentes, entonces debemos verificar que las fuentes estén presentes en por lo menos dos épocas y cada una en dos canales por época, así se realiza una eliminación de datos prácticamente manual, como se observa en la [figura 11](#). En la misma no es posible reconocer a simple vista estructuras, pero como comentario general observamos que la mayoría de los máseres muestran una distribución filamentaria o lineal con una inclinación significativa respecto al disco. Además, se encuentran a una escala de aproximadamente 30 unidades astronómicas del centro de la estrella, es decir, lejos del jet. Dadas estas características, podemos proponer que estas observaciones pueden ser estudiadas con el modelo de viento de disco. Bajo este modelo, las estructuras lineales corresponden a un flujo de gas que está siendo expulsado de la superficie del disco a la vez que se mantiene la rotación del gas alrededor de la estrella.

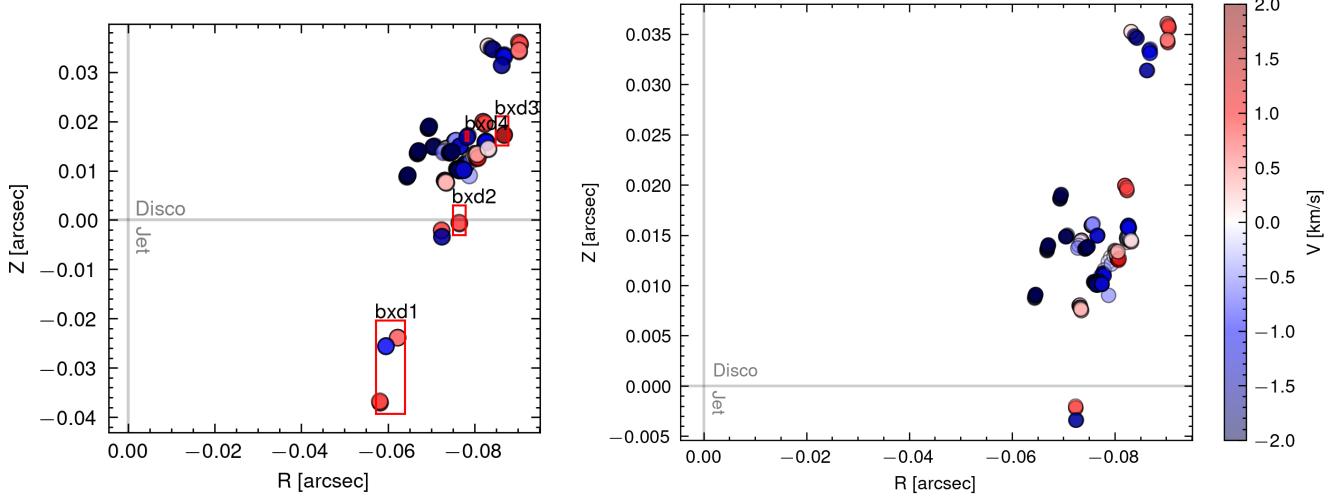


FIG 11: Regiones a ignorar (eliminar) derecha, marcadas en rojo, a la izquierda se ve el mapa finalizado con las fuentes que serán analizadas.

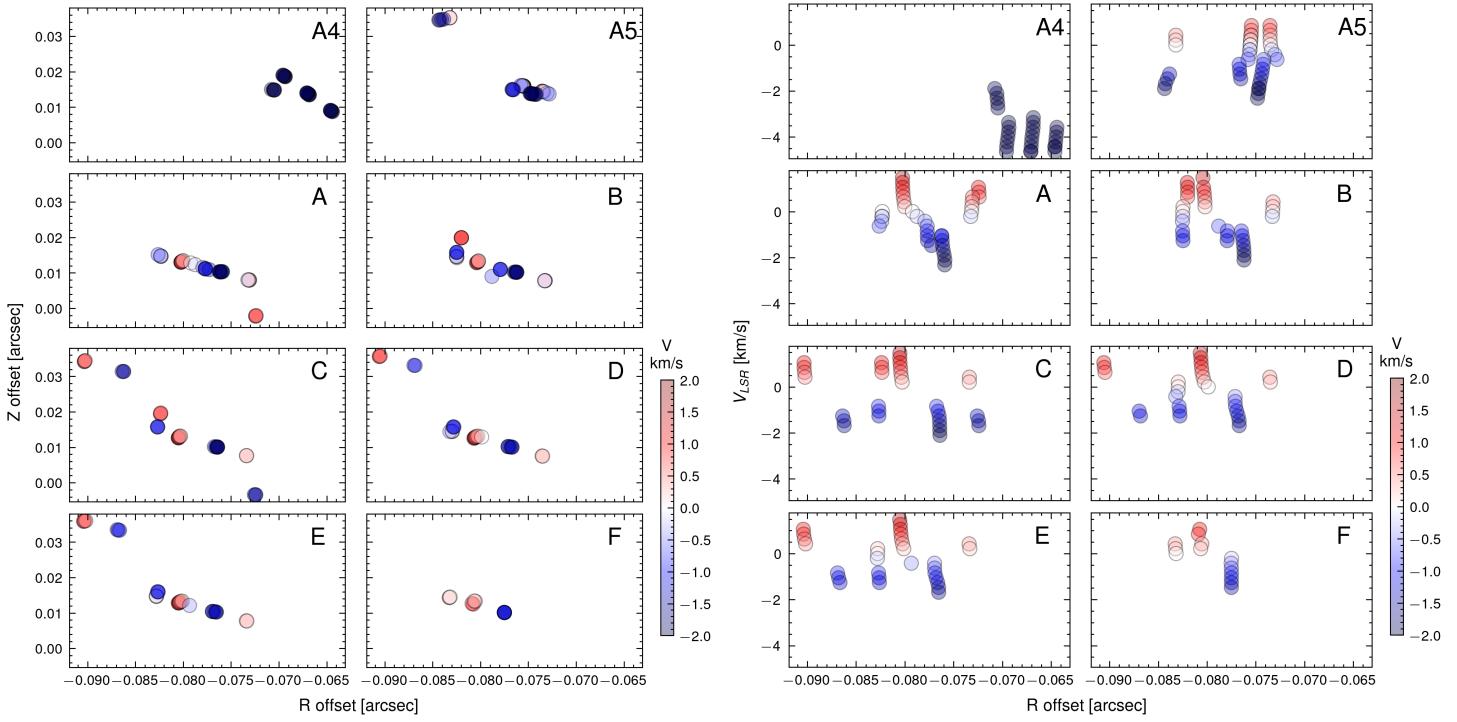


FIG 12: (izquierda) Distribución espacial de los máseres por época.
(derecha) Distribución de velocidad y distancia en R

Ahora nos encontramos en el punto para hacer los análisis de rotación, por lo que es útil hacer el gráfico de radio contra velocidad. Para ello, se arma una matriz con la distribución de todos los máseres, separándolos por épocas para tener una mejor visualización, lo cual puede observarse en la [figura 12](#). En este gráfico se puede llegar a ver algunas “trazas”, que son máseres que tienen tanto una parte azul y otra roja, algunos de estos máseres son consistentes en varias épocas, mientras otros (un claro ejemplo son los máseres de la época A4), no tienen una contraparte en velocidad, el mapa de velocidad de todas las épocas a la vez se ve en la [figura 13](#). Algo que también se explicará en los espectros de las épocas, es que los máseres no son constantes, e incluso podemos pensar en que algunos posiblemente tengan un comportamiento semi periódico, que podría ser estudiado con futuras observaciones.

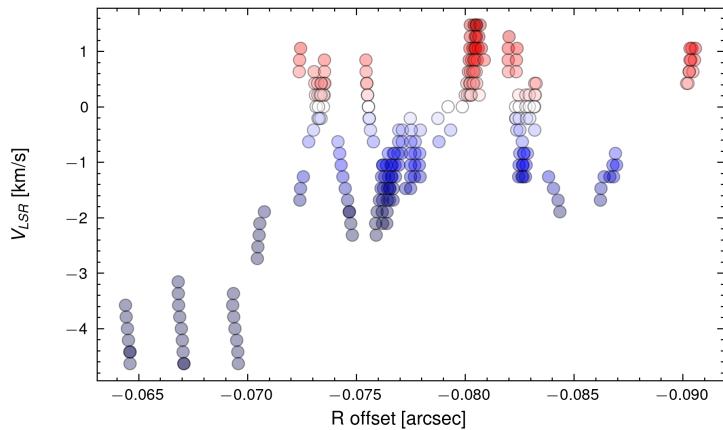


FIG 13: Distancia desde el centro de los máseres contra la velocidad tangencial, se notan estructuras y gradientes.

a. Velocidad en el disco

Ahora que tenemos un mapa finalizado, podemos ver la distribución de los máseres y su corrimiento al rojo o al azul. Proyectaremos los máseres en el eje R del disco, y realizaremos un gráfico de la posición a lo largo de este eje contra la velocidad del máser ([figura 13](#)). De acuerdo a la rotación de un disco, deberíamos tener un gradiente de velocidad, y si vemos estructuras que forman lo que parecen “trazas” (es decir, fuentes que tienen una misma pendiente), haremos regresiones lineales para obtener la velocidad angular de estas trazas, es decir usaremos la relación:

$$v = \omega R + v_0$$

Donde v es la velocidad medida, ω es la velocidad angular, R es la distancia desde la estrella a lo largo del disco y finalmente v_0 es un resto de velocidad, es decir, es velocidad de toda la traza. La velocidad angular nos resultará en [$km\ s^{-1}\ au^{-1}$].

Una vez calculado ω , toca calcular el radio de lanzamiento del gas trazado por los máseres, entonces debemos relacionar la velocidad tangencial y la velocidad dada por las Leyes de Kepler, que tiene la forma:

$$v = \sqrt{GM/R_K}$$

En esta parte debemos asumir que el momento angular se conserva, y como implicación suponemos que el gas que ha sido expulsado del disco conserva la velocidad angular que tenía cuando éste estaba girando en el disco con una velocidad Kepleriana a un radio R_K . Respecto a la masa a utilizar, usaremos los valores reportados por [Plunkett et al. 2015a](#) de $M = 0.43M_{Sun}$.

Utilizando la relación $v = \omega R$ y despejando R_K obtenemos:

$$R_K = \sqrt[3]{GM/\omega^2}$$

b. Análisis por regiones

Estudiando un poco la [figura 13](#) podemos reconocer ciertas estructuras, las cuales analizaremos a continuación.

REGIÓN 1:

La región 1 está compuesta por la siguiente estructura ([figura 14](#)), podemos ver que esta época consta de muchos puntos, dado que éstos aparecen en la mayoría de las épocas analizadas.

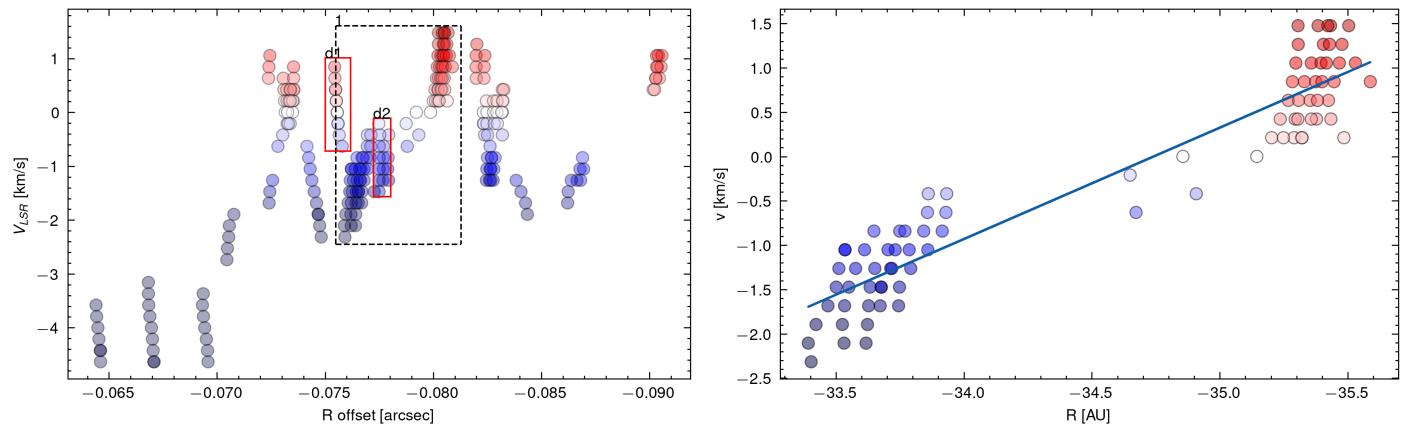


FIG 14: Región 1, (Arriba) Los cuadros rojos serán ignorados pues pertenecen a otra estructura.
 (Abajo) Ajuste lineal de la región

REGIÓN 2:

La región 2 se encuentra un poco más lejos de la estrella, alrededor de 38 UA y consta de menos puntos.

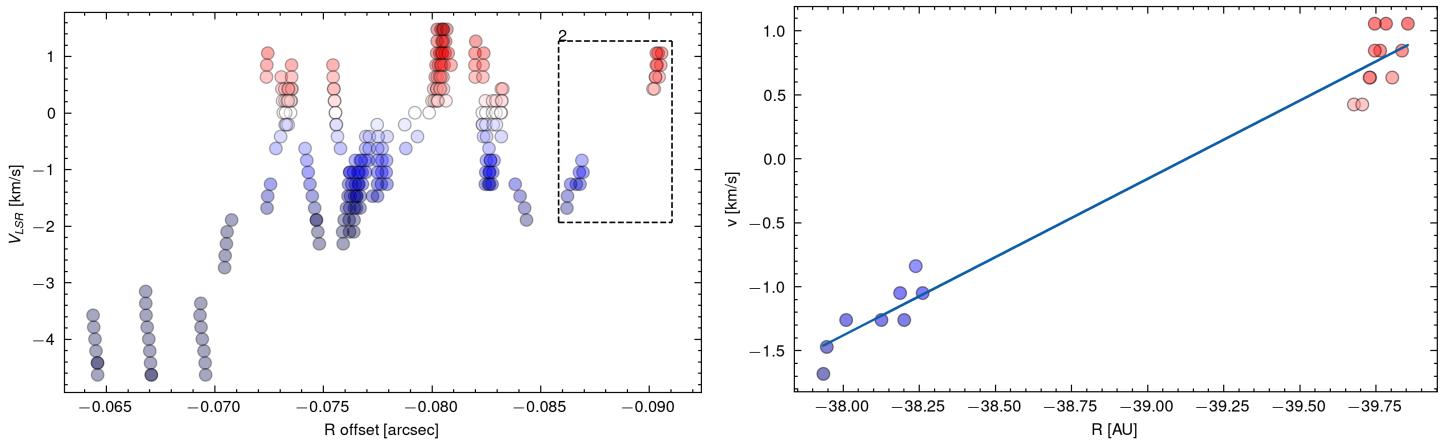


FIG 15: Región 2, (Izquierda) Los cuadros rojos serán ignorados pues pertenecen a otra estructura.
 (Derecha) Ajuste lineal de la región

REGIÓN 3:

La región 3 está cerca de la estructura de la región 1, consta de menos puntos y eso causará un poco de incertidumbre en la regresión.

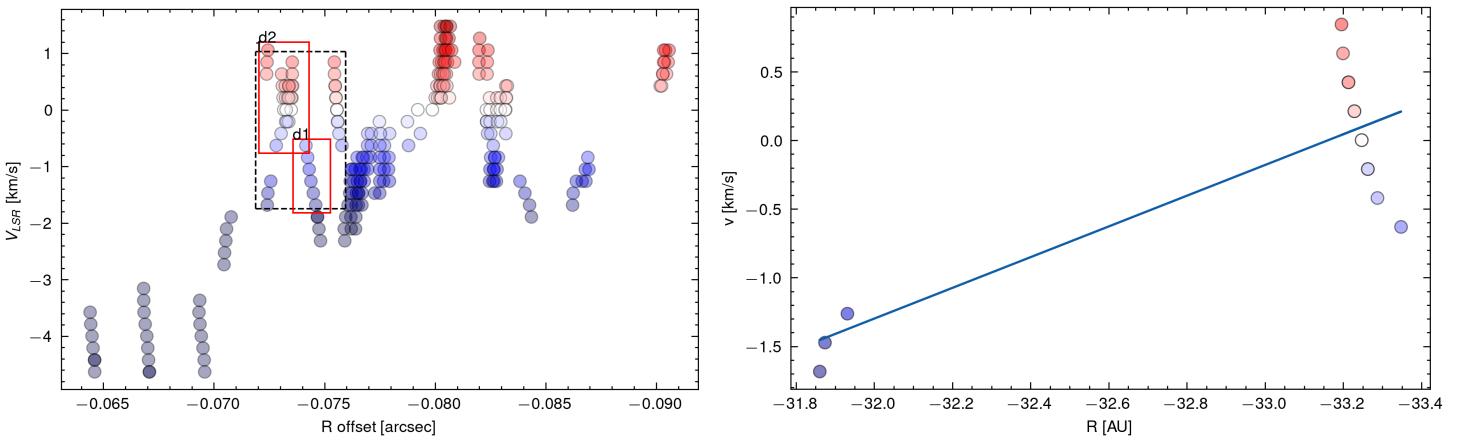


FIG 16: Región 2, (Izquierda) Los cuadros rojos serán ignorados pues pertenecen a otra estructura.
(Derecha) Ajuste lineal de la región

REGIÓN 4:

La región es una estructura un tanto oculta, muy cerca de la región 1.

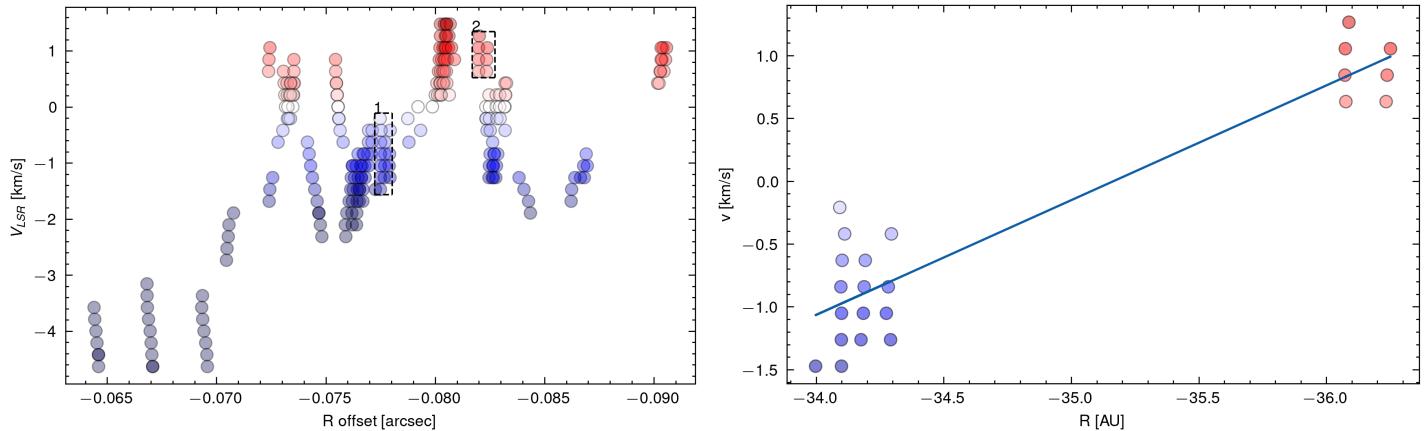


FIG 17: Región 24, (Izquierdo) Los cuadros rojos serán ignorados pues pertenecen a otra estructura.
(Derecha) Ajuste lineal de la región

i. Resultados CARMA 6

Una vez realizada la regresión lineal, podemos obtener la velocidad angular de cada traza, en la [tabla 2](#) podemos ver los resultados de las regresiones, donde la regresión tiene la forma $y = ax + b$, y vemos que todas las regiones tienen un coeficiente de Pearson (R^2) bastante aceptable, mientras las desviaciones estándar de ambos parámetros son relativamente pequeñas.

TABLA 2:
Resultados de regresión lineal

Región	$a [km s^{-1} au^{-1}]$	$b [km s^{-1}]$	R^2	$\Delta a [km s^{-1} au^{-1}]$	$\Delta b [km s^{-1}]$
1	-1.2563	-43.6451	0.888	1.712	0.050
2	-1.2242	-47.9014	0.972	0.05	1.961
3	-1.1188	-37.1011	0.680	0.213	7.021
4	-0.9136	-32.1264	0.863	0.080	2.765

Ahora, como se comentó en la sección de velocidad del disco, podemos relacionar la regresión con la forma $v = \omega r + v_0$, entonces reconocemos que el parámetro a de la regresión es la velocidad angular.

Finalmente, usando la relación podemos obtener la [tabla 3](#).

TABLA 3:
Resultados de ω (velocidad angular) y R_K (radio de lanzamiento)

Región	$\omega [km s^{-1} au^{-1}]$	$R_K [AU]$
1	≥ -1.2563	≤ 6.1315
2	≥ -1.2242	≤ 6.2384
3	≥ -1.1188	≤ 6.6239
4	≥ -0.9136	≤ 7.5822

¿Por qué los valores son límites? Eso se debe a que las observaciones asumen que el sistema disco-jet tiene un ángulo θ entre el jet y el plano del cielo, si esto no se cumpliría entonces los valores de velocidad angulares serían mayores, y el radio de lanzamiento sería menor al valor actual. Por otra parte, que tengamos valores negativos para la velocidad angular (ω) nos indica que la rotación es en sentido horario en el plano del cielo.

Los radios de lanzamiento encontrados en las 4 regiones pueden ser comparados con la literatura, principalmente con [Moscadelli et al. 2022](#). En este trabajo los autores encuentran radios de lanzamiento mayores, en el orden desde 6 a 54 unidades astronómicas, sin embargo, cabe recordar que en el artículo mencionado la estrella estudiada es de más masa (de aproximadamente 5 masas solares). Esto puede ser interpretado como que los máseres en estrellas menos masivas son lanzados de regiones más cercanas al núcleo. En estrellas masivas el radio de lanzamiento puede ser también pequeño (en el mismo orden), pero se encontraron más regiones con radios superiores.

ii. CARMA 7

No olvidemos que CARMA 7 también cuenta con emisión máser, pero está es muy poco brillante, haciendo que en este caso sea complicado analizar de la misma manera que CARMA 6. Eso causó que en el mapa resultante se observe un número reducido de fuentes ([figura 19](#)). La posición de la estrella, $\alpha = 18h 30m 4.15s$ y $\delta = -2^\circ 3' 3.42''$, fue obtenida también a partir de la observación con el VLA (VLA_OBS), un mapa complementario para mostrar ambas estrellas se ve en la [figura 18](#).

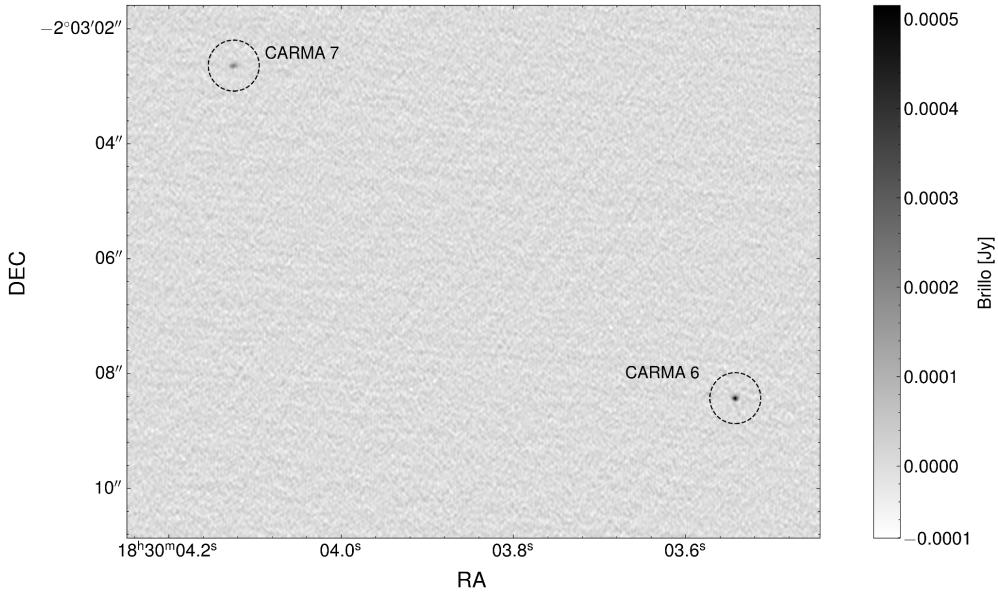


FIG 18: Posición de CARMA 7 (superior izquierda) y CARMA 6 (inferior derecha) vistos en el mapa obtenido con el VLA.

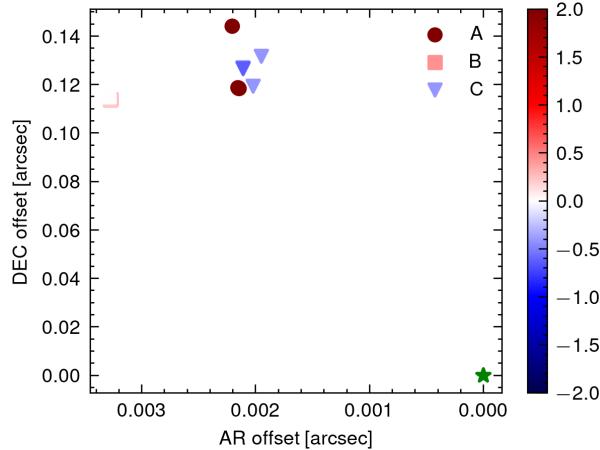


FIG 19: Mapa de máseres de CARMA 7, como se observa no se cuenta con observaciones suficientes de máseres para realizar un análisis similar a CARMA 6.

iii. Espectros

Hasta ahora se habló primordialmente de la posición, y la frecuencia a la que los datos llegaron, sin embargo, una forma en la que podemos ver cómo el máser evoluciona mes a mes o año a año, es haciendo una integración de una región donde estén todos los máseres y así tener la densidad de flujo (integrado) en Janskys. Para esto se usó la función `specflux` de CASA, la cual nos devuelve la integración de una región dada a través de todos los canales, y se graficó a todas las épocas juntas en una matriz que es la [figura 20](#). Algo interesante que notar es que la época A4 tiene pocas observaciones, pero a la vez los máseres están a una frecuencia alejada a sus contrapartes de observaciones más recientes. Por otro lado, desde la época A5 en adelante es fácil notar que el máser que estaba alrededor de la estrella ha ido perdiendo intensidad, es decir, brilla menos.

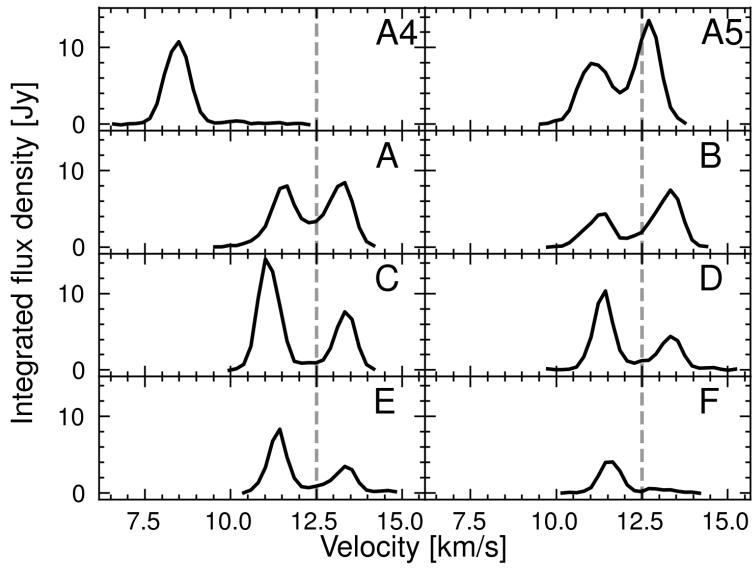


FIG 20: Espectro de la emisión máser de todas las épocas (ordenadas temporalmente), se puede apreciar la pérdida de intensidad del máser para la época F.

4. CONCLUSIONES

Se estudiaron dos estrellas, CARMA 6 y CARMA 7. Ambas son estrellas de clase 0-I, que se encuentran en la región Serpens Sur (región de alta formación estelar), cuentan con masas de $0.43M_{Sun}$ y $1.21M_{Sun}$ respectivamente ([Plunkett et al. 2015a](#)). Alrededor de ambas se observaron máseres de agua a 22.2GHz ([G. N. Ortiz-León, et Al. 2021](#)), el objetivo de este proyecto fue estudiar la cinemática y distribución espacial de los máseres y relacionarlos con un modelo de viento de disco.

Para esto se utilizaron datos observacionales del arreglo VLBA (Very Long Baseline Array), los mismos fueron tomados en el transcurso del 2020 al 2022, teniendo una mayoría de épocas observadas el 2022 (datos mensuales), sumando un total de 8 observaciones para CARMA 6, 3 para CARMA 7, y una observación complementaria en 2023 para determinar las posiciones de ambas estrellas usando el arreglo VLA. Éstas observaciones cuentan con resoluciones angulares en el orden de $1E - 4$ [$arcsec$], permitiendo observar muy cerca de la estrella. Esta información se encuentra condensada en la [tabla 1](#).

Utilizando varias herramientas, por ejemplo: AIPS (*Astronomical Image Processing System*) para la calibración de datos de los interferómetros, CASA (*Common Astronomy Software Applications*) para el procesamiento de imágenes y análisis de fuentes, y complementando con códigos escritos en Python, se generaron mapas de fuentes para CARMA 6 y CARMA 7, esta última no contaba con suficientes fuentes, por lo que no se continuó con pasos posteriores.

Con CARMA 6, se realizó el análisis de trazas, las cuales son estructuras coherentes tanto espacialmente como en velocidad (ésta última obtenida a partir del efecto Doppler). Dichas estructuras trazan la cinemática del gas en la cercanía de la estrella. Además, éstos conjuntos de trazas son consistentes con el modelo de viento de disco, pues su distribución espacial lineal y los gradientes de velocidad indican que el gas emerge de la superficie del disco a la vez que se mantiene en rotación alrededor de la estrella. Al aplicar un modelo Kepleriano para el disco y conservación de momento angular, nos arrojan radios de lanzamiento comparables con literatura especializada ([Moscadelli et al. 2022](#)). Los radios obtenidos se encuentran alrededor de 6 [UA], el resto de información se encuentran compiladas en la [tabla 3](#).

Es así que se puede concluir que este proyecto proporciona nueva evidencia observacional que da soporte al modelo de viento de disco como un mecanismo para que la estrella se libere de momento angular, mediante la producción de jets protoestelares. Por otra parte, queda como perspectiva futura analizar con nuevas observaciones si los máseres pueden presentar una periodicidad, es decir, que en algunos años no los veamos y posteriormente se los vuelva a observar. Finalmente, este proyecto fue una gran experiencia de aprendizaje en herramientas de radioastronomía, calibración de interferómetros y procesamiento de datos astronómicos en general.

5. AGRADECIMIENTOS

Agradezco a la Carrera de Física de la Universidad Mayor de San Andrés y al Planetario Max Schreier por la formación académica y la posibilidad e incentivo para realizar proyectos de investigación. A mis asesores de proyecto de grado (Dr. Deterlino Urzagasti y Dra. Gisela Ortiz-León), a mi familia y a mis compañeros de carrera durante toda la licenciatura.

Bibliografía

- [1] Luca Moscadelli, A. Sanna, Henrik Beuther, G. André Oliva, and R. Kuiper, *Snapshot of a Magnetohydrodynamic Disk Wind Traced by Water Maser Observations*, Nature Astronomy **6**, 1068 (2022).
- [2] C.-F. Lee, *Molecular Jets from Low-Mass Young Protostellar Objects*, The Astronomy and Astrophysics Review **28**, (2020).
- [3] G. N. Ortiz-León, A. Plunkett, Laurent Loinard, S. A. Dzib, C. B. Rodríguez-Garza, T. Pillai, Y. Gong, and A. Brunthaler, *Discovery of 22 GHz Water Masers in the Serpens South Region*, The Astronomical Journal **162**, 68 (2021).
- [4] M. Gray, *Astrophysical Masers*, Philosophical Transactions of the Royal Society of London. Series A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences **357**, 3277 (1999).
- [5] L. Podio et al., *The CALYPSO IRAM-PdBI Survey of Jets from Class 0 Protostars*, Astronomy and Astrophysics **648**, (2021).

- [6] G. Anglada, L. F. Rodriguez, and C. Carrasco-Gonzalez, *Radio Jets from Young Stellar Objects*, The Astronomy and Astrophysics Review **26**, 3 (2018).
- [7] M. M. Dunham et al., *The Evolution of Protostars: Insights from Ten Years of Infrared Surveys with Spitzer and Herschel*, University of Arizona Press EBooks (2014).
- [8] J. Richer and R. Padman, *The Position-Velocity Diagrams of Protostellar Discs*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society **251**, 707 (1991).
- [9] T. L. Wilson, K. Rohlfs, and S. Hüttemeister, *Tools of Radio Astronomy* (Springer, Berlin, 2016).
- [10] M. Kettenis, H. J. van Langevelde, C. Reynolds, and B. Cotton, *ParseiTongue: AIPS Talking Python*, NASA ADS **351**, 497 (2006).
- [11] M. J. Reid et al., *TRIGONOMETRIC PARALLAXES of HIGH MASS STAR FORMING REGIONS: THE STRUCTURE and KINEMATICS of the MILKY WAY*, The Astrophysical Journal **783**, 130 (2014).
- [12] L. Loinard, R. M. Torres, A. J. Mioduszewski, L. F. Rodriguez, R. A. Gonzalez-Lopezlira, R. Lachaume, V. Vazquez, and E. Gonzalez, *VLBA Determination of the Distance to Nearby Star-Forming Regions. I. The Distance to T Tauri with 0.4% Accuracy*, The Astrophysical Journal **671**, 546 (2007).
- [13] A. L. Plunkett, H. G. Arce, Stuart A. Corder, M. M. Dunham, G. Garay, and D. Mardones, *ASSESSING MOLECULAR OUTFLOWS and TURBULENCE in the PROTOSTELLAR CLUSTER SERPENS SOUTH*, The Astrophysical Journal **803**, 22 (2015).
- [14] A. R. Thompson, J. M. Moran, and G. W. Swenson, *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy* (Springer International Publishing, Cham, 2017).