

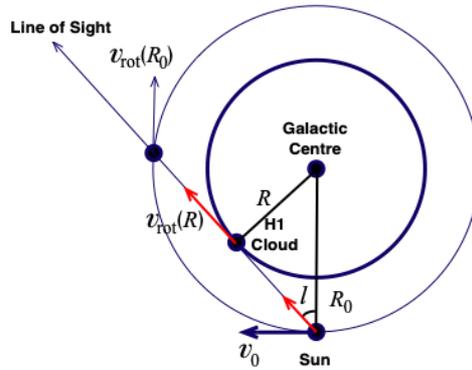
Descubriendo materia oscura galáctica usando un radiotelescopio

El Universo contiene una gran cantidad de materia oscura. Usted descubrirá la materia oscura en nuestra Galaxia midiendo la velocidad tangencial de rotación del gas en el disco de nuestra Galaxia. El gas en el disco de la galaxia de la Vía Láctea contiene hidrógeno atómico neutro (HI) que puede detectarse mediante su transición de inversión de espín (*spin flip*), correspondiente a una frecuencia en reposo de $f_0 = 1420.40575$ MHz. La velocidad de rotación del gas en la Galaxia puede medirse utilizando el corrimiento Doppler de esta transición.

Su tarea consiste en medir los espectros de emisión de radio entre 1419.0 MHz y 1421.0 MHz, emitidos por el gas del disco galáctico en diferentes longitudes en el plano galáctico, utilizando un radiotelescopio que se le proporcionará. Usted analizará estos datos para medir la curva de rotación de la Vía Láctea. A partir de las velocidades de rotación medidas, estimará la masa encerrada dentro de diferentes distancias galactocéntricas, las comparará con la masa bariónica conocida de la Galaxia dentro de los radios correspondientes y atribuirá cualquier diferencia a la materia oscura.

Marco teórico

Supongan que todo el gas en la Galaxia se mueve en sentido horario en órbitas circulares a diferentes distancias del Centro Galáctico, como se muestra en la figura a continuación. Consideren gas moviéndose con una velocidad de rotación ($v_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$) en la posición del Sol. El marco de referencia que rota a esta velocidad se llama el estándar local de reposo (local standard of rest, LSR). Tengan en cuenta que el Sol se mueve con respecto al LSR.



Al observar a lo largo de la línea de visión hacia la longitud ℓ , el observador mira emisión del gas a diferentes distancias del Centro Galáctico. Asumiendo que la velocidad de rotación $v_{\text{rot}}(R)$ del gas no aumenta significativamente al aumentar el radio, el gas cuyo vector de velocidad total está en la dirección de observación tendrá una magnitud neta máxima de la velocidad de la línea de visión, $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}$. Por geometría,

$$v_{\text{rot}}(R) = v_{\text{LSR}}^{\text{max}}(\ell) + v_0 \sin(\ell),$$

donde $R = R_0 \sin \ell$, R_0 es la distancia del Sol al Centro Galáctico (8.5 kpc) y $v_{\text{rot}}(R)$ es la velocidad de rotación tangencial del gas a una distancia R del Centro Galáctico. Inferiremos $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}(\ell)$ utilizando los datos observados de la línea de emisión de HI. Para longitudes Galácticas $20 < \ell < 90$ grados, esto corresponde a la emisión con el máximo redshift.

Dado que tanto el Sol como la Tierra no están en reposo con respecto al LSR, las velocidades de línea de HI observadas deben corregirse para (a) la rotación de la Tierra, (b) su revolución alrededor del Sol y (c) el movimiento del Sol relativo al LSR. Estos movimientos se combinan en una velocidad de corrección de la línea de visión (v_{corr}), que depende de la ubicación del observador, la dirección de observación y la fecha y hora de la observación. Se les proporcionarán herramientas para calcular (v_{corr}), de modo que las velocidades medidas ($v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$) puedan convertirse a velocidades LSR, de tal manera que

$$v_{\text{LSR}} = v_{\text{Earth}}^{\text{obs}} + v_{\text{corr}}.$$

La cantidad $v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$ se puede determinar utilizando la frecuencia observada f_{obs} que tiene el máximo redshift desde f_0 , tal que

$$v_{\text{Earth}}^{\text{obs}} = c \left[\frac{f_0 - f_{\text{obs}}}{f_0} \right].$$

Así, las observaciones de la emisión de HI del disco Galáctico nos permiten determinar la curva de rotación de la Vía Láctea, $v_{\text{rot}}(R)$, que se puede utilizar para inferir la masa encerrada a varias distancias (R) del Centro Galáctico.

Calibración del power output del telescopio:

La emisión de radio recibida de una fuente se expresa comúnmente en términos de una temperatura equivalente T^{src} (llamada temperatura de brillo) de un (hipotético) cuerpo negro que emitiría la misma intensidad a una frecuencia dada sobre el ángulo sólido de la fuente. En el régimen de Rayleigh-Jeans, $P = k_B T^{\text{src}} \Delta f$, donde P es la potencia promedio recibida de una fuente con temperatura T^{src} en un intervalo de frecuencia con ancho Δf . La potencia y la temperatura se utilizan de manera equivalente en radioastronomía.

La temperatura equivalente de la potencia de radio recibida por un telescopio es un promedio de T^{src} sobre un ángulo sólido llamado área del haz (beam area), que está relacionado con la resolución del telescopio. Esta temperatura equivalente se llama temperatura de antena, T_{ant} . Adicionalmente, todo el sistema del telescopio también añade algo de potencia de ruido, descrita por la llamada temperatura del receptor, T_{recv} . Juntas, la temperatura de antena y la temperatura del receptor conforman la temperatura del sistema,

$$T_{\text{sys}} = T_{\text{ant}} + T_{\text{recv}},$$

que corresponde a la potencia total medida por el telescopio. El telescopio registra la potencia después de ser amplificada por un factor de ganancia G_R de tal manera que en un modelo simplificado podemos expresar

$$P_{\text{out}} = k_B G_R [T_{\text{ant}} + T_{\text{recv}}] \Delta f,$$

donde P_{out} , G_R , T_{ant} y T_{recv} son todas funciones de la frecuencia.

Por lo tanto, para cada frecuencia hay dos incógnitas por determinar, G_R y T_{recv} , para encontrar T_{ant} a partir del P_{out} medido. Determinaremos estas dos incógnitas apuntando el telescopio a dos fuentes estándar asumiendo que llenan completamente el campo de visión del telescopio y tienen temperaturas de antena conocidas, y midiendo las potencias recibidas.

Apuntaremos el telescopio a

- el 'suelo' ('ground') que se asume tiene una temperatura de antena $T_{\text{ground}} = 300$ K, y
- una parte fría del 'cielo' ('sky') lejos del plano galáctico con una temperatura de antena asumida $T_{\text{sky}} = 5$ K.

Se puede asumir que estas temperaturas de calibración son independientes de la frecuencia en la banda de interés. Por lo tanto, se necesita resolver las siguientes dos ecuaciones en cada frecuencia

$$P_{\text{out}}^{\text{ground}} = k_B G_R [T_{\text{ground}} + T_{\text{recv}}] \Delta f$$

$$P_{\text{out}}^{\text{sky}} = k_B G_R [T_{\text{sky}} + T_{\text{recv}}] \Delta f.$$

Se les proporcionarán herramientas que resolverán estas ecuaciones y determinarán la T_{recv} dependiente de la frecuencia y el G_R que se pueden usar para obtener T_{ant} para mediciones adicionales. Tengan en cuenta que realizar tanto las mediciones del 'ground' como del 'sky' es esencial para obtener un espectro de la línea de emisión de HI correctamente calibrado.

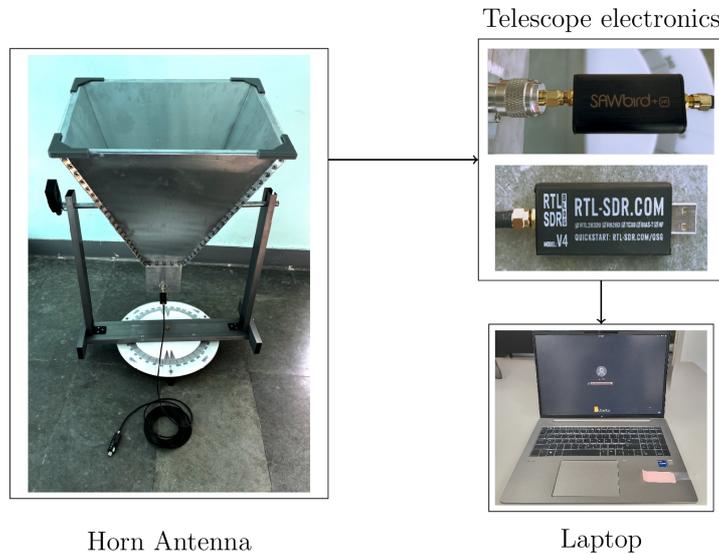
Debido a que nuestro telescopio tiene baja resolución angular, pueden resultarles difícil apuntar a una región del cielo completamente libre de gas HI de nuestra Galaxia. La emisión de gas fuera del plano Galáctico y otras fuentes de ruido pueden afectar la medición del cielo. Enmascararemos dicho rango espectral durante la calibración.

La línea de emisión de HI aparece como un exceso en la intensidad de radio relativa al fondo en una frecuencia y dirección dadas. Dado un G_R y un T_{recv} conocidos, la sensibilidad expresada como la temperatura de ruido r.m.s., σ_T , de un radiotelescopio que observa una temperatura del sistema T_{sys} , en un intervalo de frecuencia Δf (en Hz), está dado por

$$\sigma_T = \frac{T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta f \times t_{\text{int}}}},$$

donde t_{int} es el tiempo de integración en segundos.

Equipo y software:



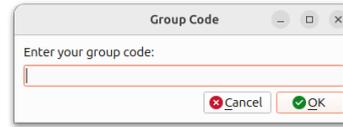
- Un radiotelescopio con antena de bocina sobre una montura altazimutal. El azimut puede ser medido con la escala del transportador en la base de la montura. La altitud se puede medir con el inclinómetro digital, como se muestra a continuación.



- El telescopio incluye unidades electrónicas que amplifican la señal, filtran el rango de frecuencia deseado y emiten un espectro.
- Una laptop equipada con capacidad de lectura y visualización, registro de datos, calibración y análisis del output del telescopio.

Uso del telescopio y del software:

- Su telescopio ya está alineado con el norte. Asegúrense de que el grado cero del dial horizontal coincida con la marca "N" (norte) de la mesa.
- Hagan doble clic en el ícono "Galactic Rotation Curve" en la pantalla de la computadora portátil para iniciar el programa.



- Introduzcan su código de grupo y pulsen “OK”.
 - Aparecerá una carpeta con el código de su grupo en el escritorio. Deben guardar todos tus archivos de datos en esta carpeta.
 - El sistema se encenderá y verá un interruptor LED blanco encendido.
 - Se abrirá la interfaz “Radio Astronomy Suite”.



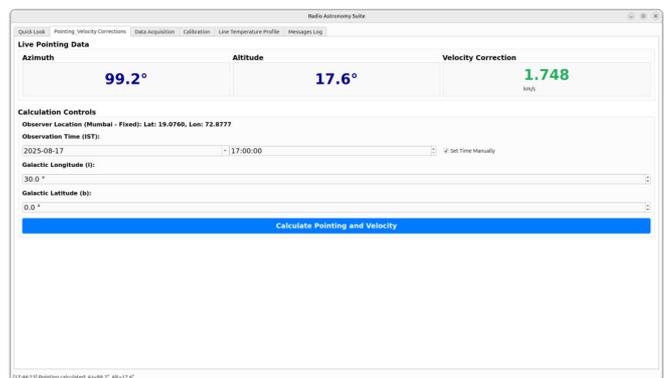
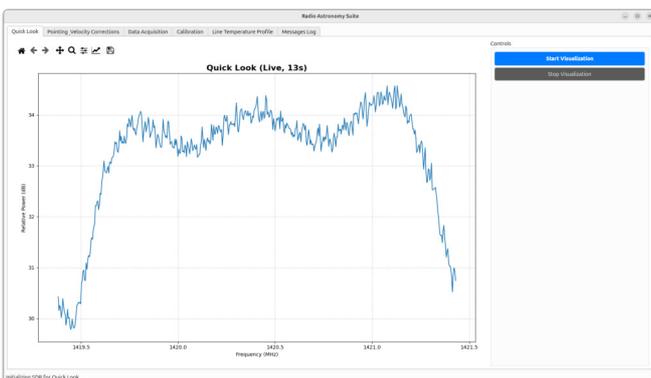
El “Radio Astronomy Suit” cuenta con las siguientes pestañas:

- **Pestaña 1: Quick Look**

La pestaña 1 ofrece una vista rápida del sistema para verificar que la señal de radio está siendo registrada correctamente. Ejecuta un código que grafica la señal recibida (potencia relativa) en el eje Y frente a la frecuencia observada en el eje X.

1. Apunten el telescopio primero hacia el cielo y luego hacia el suelo y observe el cambio resultante en la amplitud de la señal.
2. El código monitorea el espectro de la señal en vivo durante 60 s, pero **no** guarda los datos.

Informen inmediatamente al supervisor si la amplitud de la señal permanece sin cambios cuando se varía la orientación del telescopio.

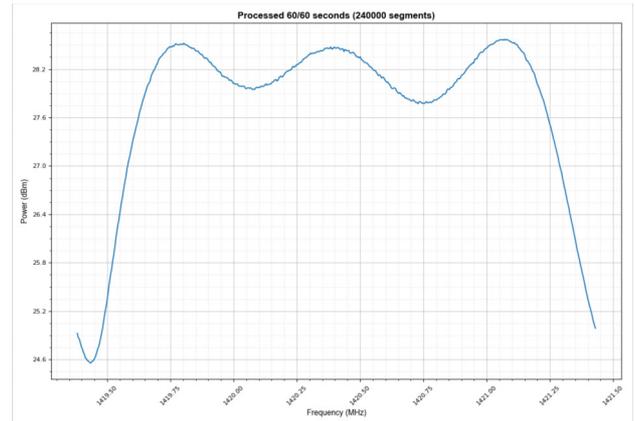
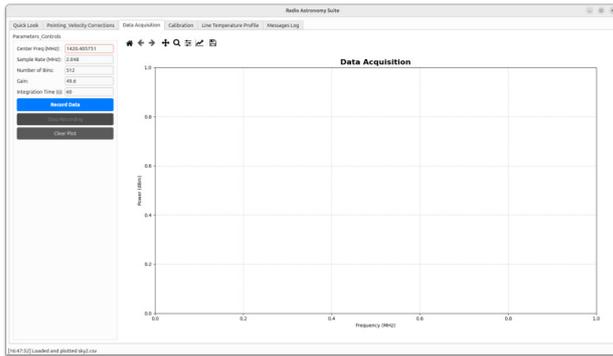


- **Pestaña 2: Pointing and Velocity Correction**

La pestaña 2 convierte la longitud y latitud Galácticas especificadas en altitud y acimut para la fecha y hora actuales. Introduzca las coordenadas galácticas deseadas para obtener los valores de altitud y acimut correspondientes, junto con la corrección de velocidad, v_{corr} .

- **Pestaña 3: Data Acquisition**

La pestaña 3 permite registrar los datos. Tiene tres botones: (i) Record Data, (ii) Stop Recording, and (iii) Clear Plot.



Al hacer clic en **"Record Data"**, se inicia la importación de datos durante un tiempo de integración de 60 s en la dirección en la que apunta el telescopio. Aparecerá un cuadro de diálogo que le solicitará nombrar y guardar los datos del espectro en un archivo. Si desea reiniciar la medición antes de que finalice cualquier proceso en curso, utilice el botón **"Stop Recording"**. El botón **"Clear Plot"** elimina el gráfico mostrado de la pantalla.

Precaución: No apunten el telescopio entre el acimut 0° y 40° (o entre 240° y 360°) cuando la altitud sea inferior a 40° para evitar interferir con señales de una antena de torre de celular ubicada cerca del lugar.

Para medir la emisión de HI de 21 cm desde disco Galáctico a una longitud Galáctica determinada, realice los siguientes pasos:

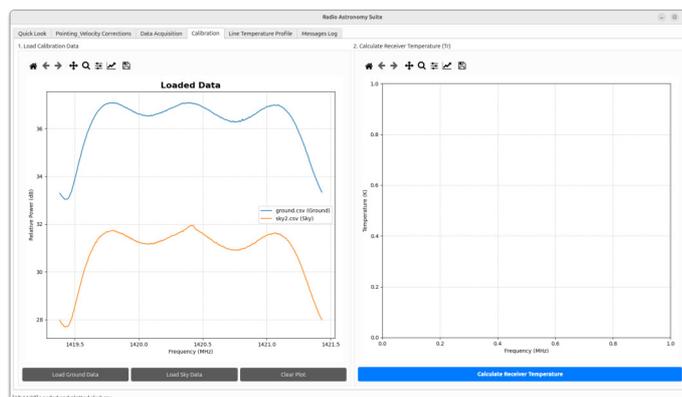
1. Primero utilicen la Pestaña 2 para calcular y anotar la altitud, el acimut y v_{corr} para la longitud Galáctica que desea observar.
2. Luego apunte el telescopio a la ubicación deseada (longitud Galáctica " l ") en el cielo y registre el espectro.
3. Guarde el espectro con el nombre de archivo l .**.csv**.

A continuación, realicen los siguientes pasos secuencialmente para obtener mediciones de calibración.

1. Apunten el telescopio hacia el suelo, registre y guarde el espectro con el nombre de archivo **ground.csv**.
2. Apunte al "cielo", lejos del plano galáctico, registre y guarde el espectro con el nombre de archivo **sky.csv**.

• **Pestaña 4: Calibration**

La pestaña 4 es usada para realizar calibración.



1. Primero, deben cargar los archivos **ground** y **sky** haciendo clic en los botones correspondientes y seleccionando los archivos apropiados. Una vez cargados, el gráfico de la izquierda mostrará la potencia relativa de salida tanto para sky como para ground.

2. A continuación, hagan clic en " **Calibrate gain and obtain T_{recv}** ". Esto generará un gráfico de T_{recv} en función de la frecuencia en el panel derecho. Deberían ver datos consistentes en fluctuaciones de ruido, junto con una línea HI contaminante (si la hubiera) en la vista del telescopio al realizar la medición de calibración del cielo.
3. **Hagan clic** a ambos lados de la línea contaminante para definir la región que se enmascarará (mostrada como un área sombreada en gris). El código ajustará una curva suave al resto de los datos y mostrará la T_{recv} dependiente de la frecuencia, como una línea verde entrecortada.

- **Pestaña 5. HI Line analysis**

Esta pestaña aplica la calibración obtenida en la Pestaña 4 para extraer el espectro de emisión de la línea HI de las mediciones tomadas en la Pestaña 3 para diferentes longitudes galácticas.

Para cada medición en una longitud determinada, realizarán los siguientes pasos:

1. Carguen el archivo ℓ .csv .
2. Hagan clic en el botón "Line temperature profile" y se abrirá una nueva pestaña titulada "HI Line Temperature". Observarán un gráfico de la temperatura de línea HI después de aplicar la ganancia (gain) y la calibración T_{recv} . Además, se ha restado una línea base correspondiente al fondo del cielo de 5 K.
3. La frecuencia con más redshift (f_{obs}) perteneciente a la línea HI se puede estimar como la frecuencia más baja que tiene una temperatura 5 K por encima del valor de línea de base inmediato. Identifiquen f_{obs} para cada medición.

En el paso final, en caso de que observen un tramo plano de aproximadamente 5 K en el perfil de temperatura de la línea en el lado rojo de la línea de emisión, realicen la medición para esa longitud una vez más.