

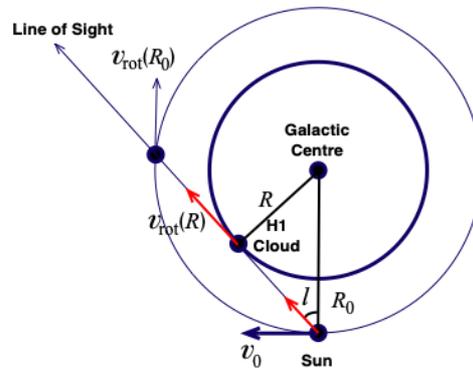
### Descubriendo materia oscura galáctica usando un radiotelescopio

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.

#### Antecedentes teóricos

Suponga que todo el gas en la Galaxia se mueve en sentido horario (visto desde el Polo Norte Galáctico) en órbitas circulares a diferentes distancias del Centro Galáctico, como se muestra en la figura inferior. Considere gas que se mueve con una velocidad de rotación  $v_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$  en la posición del Sol. El sistema de referencia que rota a esta velocidad se denomina *local standard of rest* (LSR). Nótese que el Sol se mueve con respecto al LSR.



Al observar a lo largo de la línea de visión hacia una longitud galáctica  $\ell$ , el observador detecta emisión proveniente de gas a diferentes distancias del Centro Galáctico. Suponiendo que la velocidad de rotación  $v_{\text{rot}}(R)$  del gas no aumenta significativamente con el radio, el gas cuyo vector de velocidad total está alineado con la dirección de observación tendrá un módulo máximo de velocidad a lo largo de la línea de visión,  $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}$ . Por geometría, se cumple que:

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

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 tangencial de rotación del gas a una distancia  $R$  del Centro Galáctico. Determinaremos  $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}(\ell)$  utilizando los datos observacionales de la línea de emisión de HI. Para longitudes galácticas  $20^\circ < \ell < 90^\circ$ , este valor corresponde a la emisión con máximo corrimiento al rojo.

Dado que ni el Sol ni la Tierra están en reposo con respecto al LSR, las velocidades observadas de la línea de HI deben corregirse por:

- (a) la rotación de la Tierra,
- (b) su traslación alrededor del Sol, y
- (c) el movimiento del Sol con respecto al LSR.

Estos movimientos se combinan en una velocidad de corrección a lo largo de la línea de visión,  $v_{\text{corr}}$ , que depende de la ubicación del observador, la dirección de observación y la fecha y hora de la medición. Se le proporcionarán herramientas para calcular  $v_{\text{corr}}$ , de manera que las velocidades medidas  $v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$  puedan convertirse en velocidades con respecto al LSR:

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

La cantidad  $v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$  se determina a partir de la frecuencia observada  $f_{\text{obs}}$  con máximo corrimiento al rojo desde  $f_0$ , de modo que:

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

Por lo tanto, las observaciones de la emisión de HI en el disco galáctico nos permiten determinar la curva de rotación de la Vía Láctea,  $v_{\text{rot}}(R)$ , la cual puede emplearse para inferir la masa encerrada a diferentes distancias  $R$  del Centro Galáctico.

### Calibración de la potencia de salida del telescopio:

La emisión de radio recibida de una fuente suele expresarse en términos de una temperatura equivalente  $T^{\text{src}}$  (llamada \textit{temperatura de brillo}) de un cuerpo negro (hipotético) que emitiría la misma intensidad a una frecuencia dada sobre el ángulo sólido de la fuente. En el régimen de Rayleigh–Jeans, se cumple que

$$P = k_B T^{\text{src}} \Delta f,$$

donde  $P$  es la potencia promedio recibida de una fuente con temperatura  $T^{\text{src}}$  en un canal de frecuencia de ancho  $\Delta f$ . En radioastronomía, potencia y temperatura se utilizan de forma equivalente.

La temperatura equivalente de la potencia de radio recibida por un telescopio es el promedio de  $T^{\text{src}}$  sobre un ángulo sólido llamado \textit{área de haz} (\textit{beam area}), que está relacionada con la resolución del telescopio. Esta temperatura equivalente se denomina \textit{temperatura de antena},  $T_{\text{ant}}$ .

Además, todo el sistema del telescopio añade una cierta potencia de ruido, descrita mediante la llamada \textit{temperatura del receptor},  $T_{\text{recv}}$ . La suma de la temperatura de antena y la temperatura del receptor da la temperatura del sistema:

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

la cual corresponde a la potencia total medida por el telescopio. El telescopio registra la potencia luego de amplificarla por un factor de ganancia  $G_R$ , de modo que, en un modelo simplificado, se puede expresar:

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

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

En cada frecuencia, existen dos incógnitas que deben determinarse:  $G_R$  y  $T_{\text{recv}}$ , con el fin de calcular  $T_{\text{ant}}$  a partir de la potencia medida  $P_{\text{out}}$ . Para determinar estas incógnitas, orientaremos el telescopio hacia dos fuentes de calibración estándar, asumiendo que llenan completamente el campo de visión del telescopio y que tienen temperaturas de antena conocidas, midiendo la potencia recibida en cada caso:

- (a) El "suelo", con temperatura de antena asumida  $T_{\text{ground}} = 300$  K,
- (b) Una región "fría" del cielo, lejos del plano galáctico, con temperatura de antena asumida  $T_{\text{sky}} = 5$  K.

Estas temperaturas de calibración pueden considerarse independientes de la frecuencia en la banda de interés. Por lo tanto, es necesario resolver, en cada frecuencia, las siguientes dos ecuaciones:

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

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

Se le proporcionarán herramientas para resolver estas ecuaciones y así determinar  $T_{\text{recv}}(\nu)$  y  $G_R(\nu)$ , que podrán usarse posteriormente para calcular  $T_{\text{ant}}$  en mediciones científicas. Nótese que realizar ambas mediciones —Suelo y Cielo— es esencial para obtener un espectro calibrado de la línea de emisión de HI.

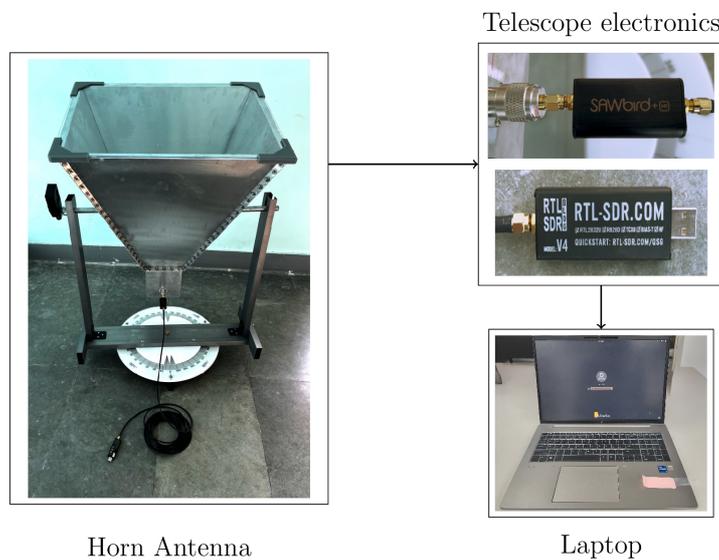
Dado que nuestro telescopio tiene baja resolución angular, puede resultar difícil apuntar a una región del cielo completamente libre de gas HI de nuestra Galaxia. La emisión proveniente de gas fuera del plano galáctico y otras fuentes de ruido pueden afectar la medición de cielo; por ello, en el proceso de calibración enmascaramos el rango espectral afectado.

La línea de emisión de HI se manifiesta como un exceso de intensidad de radio respecto al fondo, a una frecuencia y dirección dadas. Con  $G_R$  y  $T_{recv}$  conocidos, la sensibilidad de un radiotelescopio, expresada como la temperatura r.m.s. de ruido  $\sigma_T$ , al observar un sistema con temperatura  $T_{sys}$ , en un canal de ancho  $\Delta f$  (en Hz), se calcula como:

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

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

**Equipo y software:**



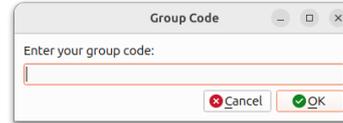
- Un radiotelescopio con antena de bocina sobre una montura altazimutal. El azimut se puede medir con la escala del transportador en la base de la montura. La altitud se puede medir con el inclinómetro digital, como se muestra a continuación.



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

**Uso del telescopio y del software:**

- Su telescopio ya está alineado con el norte. Asegúrese de que el cero del dial horizontal coincida con la marca "N" (norte) de la mesa.
- Haga doble clic en el icono "Curva de rotación galáctica" en la pantalla de la computadora portátil para iniciar el programa.



- Introduce tu código de grupo y pulsa "OK".
  - Aparecerá una carpeta con el código de tu grupo en el escritorio. Debes 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".



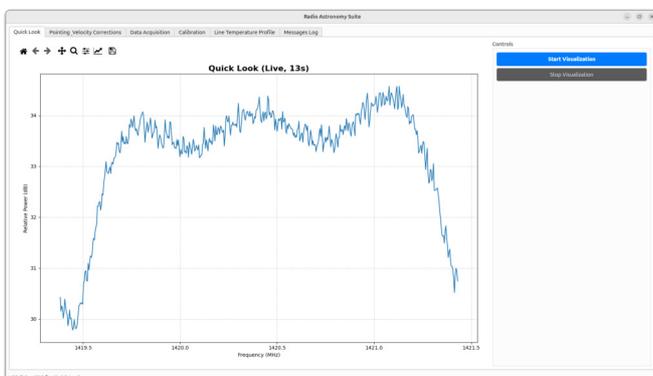
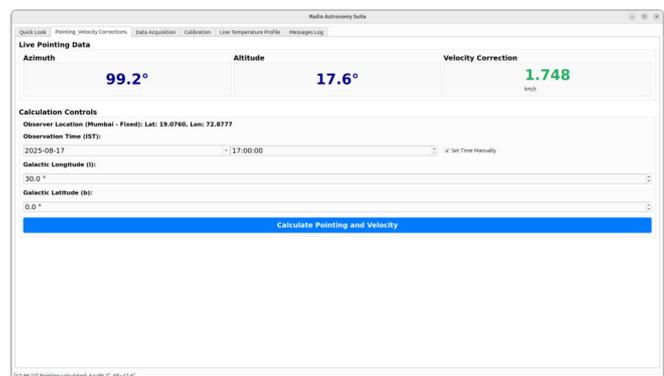
La suite de radioastronomía cuenta con las siguientes pestañas:

• **Pestaña 1: Vista rápida**

La pestaña 1 ofrece una comprobación rápida del sistema para verificar que la señal de radio se graba 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. Apunte 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.

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

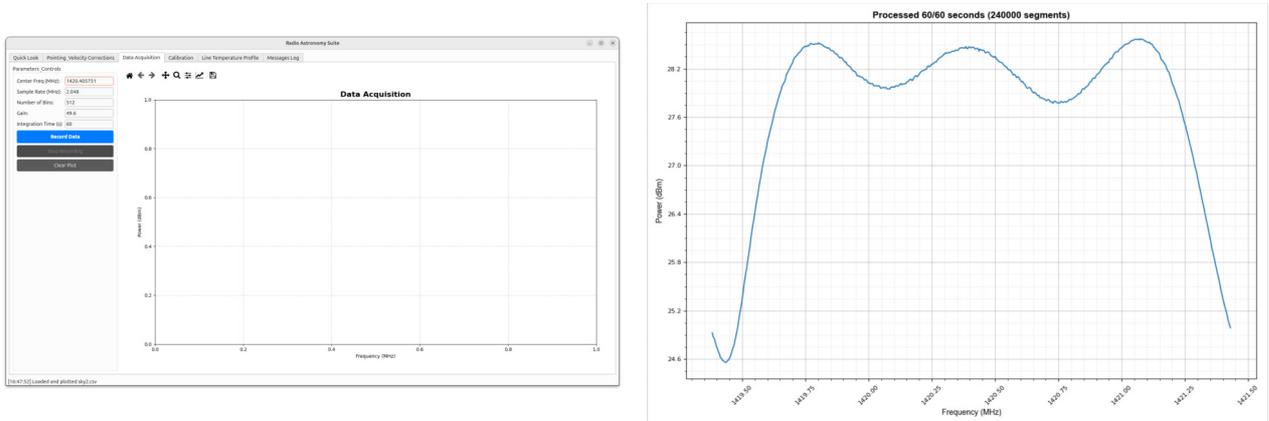



• **Pestaña 2: Corrección de apuntamiento y velocidad**

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: Adquisición de datos**

La pestaña 3 permite registrar los datos. Tiene tres botones: (i) Registrar datos, (ii) Detener registro y (iii) Borrar gráfico.



Al hacer clic en **"Registrar datos"**, se inicia la adquisición 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 que nombre y guarde los datos del espectro en un archivo. Si desea reiniciar la medición antes de que finalice cualquier exposición en curso, utilice el botón **"Detener grabación"**. El botón **"Borrar gráfico"** elimina el gráfico mostrado de la pantalla.

**Precaución** : No apunte el telescopio entre el acimut  $0^\circ$  y  $40^\circ$  (o entre  $240^\circ$  y  $360^\circ$ ) cuando la altitud sea inferior a  $40^\circ$  para evitar señales interferentes de una antena de torre móvil ubicada cerca del lugar.

Para medir la emisión de HI de 21 cm del disco galáctico en una longitud galáctica determinada, realice los siguientes pasos:

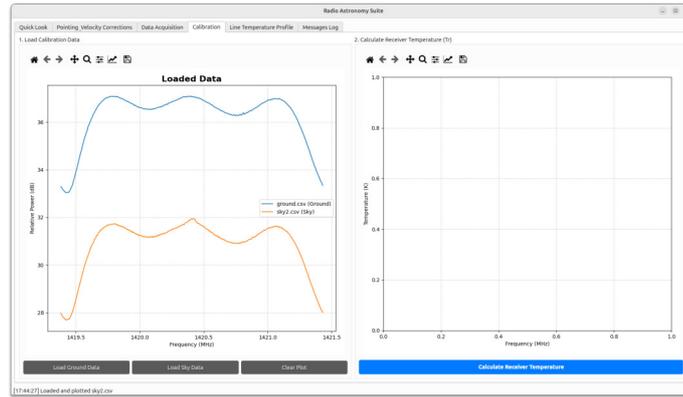
1. Primero utilice la Pestaña 2 para calcular y anotar la altitud, el acimut y  $v_{\text{corr}}$  para la longitud galáctica que desea observar.
2. Luego apunte el telescopio a la ubicación deseada (longitud galáctica " $l$ ") en el cielo y registre el espectro.
3. Guarde el espectro con el nombre de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

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

1. Apunte 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: Calibración**

La pestaña 4 se utiliza para realizar la calibración.



1. Primero, debe cargar los datos **de tierra y cielo** 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 el cielo como para la tierra.
2. A continuación, haga clic en "**Calibrar ganancia y obtener  $T_{\text{recv}}$** ". Esto generará un gráfico de  $T_{\text{recv}}$  en función de la frecuencia en el panel derecho. Debería 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. **Haga 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  $T_{\text{recv}}$  dependiente de la frecuencia, como una línea discontinua verde.

#### • Pestaña 5. Análisis de la línea HI

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 en diferentes longitudes galácticas.

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

1. Cargue el archivo  $\ell$  **.csv**.
2. Haga clic en el botón "Perfil de temperatura de línea" y se abrirá una nueva pestaña titulada "Temperatura de línea HI". Verá un gráfico de la temperatura de línea HI después de aplicar la calibración de ganancia y  $T_{\text{recv}}$ . Además, se ha restado una línea base correspondiente al fondo del cielo de 5 K.
3. La frecuencia más desplazada al rojo ( $f_{\text{obs}}$ ) perteneciente a la línea HI se puede estimar como la frecuencia más baja que tiene una temperatura 5 K por encima del valor de referencia inmediato. Identifique  $f_{\text{obs}}$  para cada medición.

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