

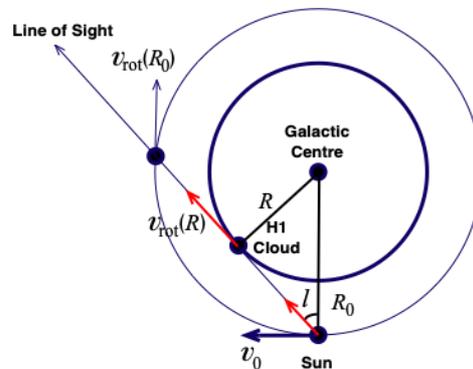
Descobrimos a matéria escura galáctica usando um radiotelescópio

O Universo consiste em uma grande quantidade de matéria escura. Você descobrirá a matéria escura em nossa Galáxia medindo a velocidade de rotação tangencial do gás no disco da nossa Galáxia. O gás no disco da Via Láctea contém hidrogênio atômico neutro (HI) que pode ser detectado usando sua transição de inversão de spin, correspondendo a uma frequência de repouso de $f_0 = 1420.40575$ MHz. A velocidade de rotação do gás na Galáxia pode ser medida usando o desvio Doppler dessa transição.

Sua tarefa é medir os espectros de emissão de rádio entre 1419,0 MHz e 1421,0 MHz emitidos pelo gás no disco Galáctico em diferentes longitudes no plano Galáctico usando um radiotelescópio fornecido a você. Você analisará esses dados para medir a curva de rotação da Via Láctea. Com base nas velocidades de rotação medidas, você estimará a massa contida dentro de diferentes distâncias Galactocêntricas, comparará com a massa bariônica conhecida na Galáxia dentro dos raios correspondentes e atribuirá qualquer diferença à matéria escura.

Fundamento teórico

Assuma que todo o gás na Galáxia se move no sentido horário (visto do Polo Galáctico Norte) em órbitas circulares a diferentes distâncias do Centro Galáctico, como mostrado na figura abaixo. Considere o gás movendo-se com uma velocidade de rotação ($v_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$) na posição do Sol. O referencial que gira a essa velocidade é chamado de padrão local de repouso (LSR). Note que o Sol se move em relação ao LSR.



Ao observar ao longo da linha de visada em direção à longitude ℓ , o observador vê a emissão de gás a diferentes distâncias do Centro Galáctico. Assumindo que a velocidade de rotação $v_{\text{rot}}(R)$ do gás não aumenta significativamente com o aumento do raio, o gás cujo vetor de velocidade total está na direção da observação terá uma magnitude líquida máxima da velocidade na linha de visada, $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}$. Pela geometria,

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

onde $R = R_0 \sin \ell$, R_0 é a distância do Sol ao Centro Galáctico (8,5 kpc) e $v_{\text{rot}}(R)$ é a velocidade de rotação tangencial do gás à distância R do Centro Galáctico. Inferiremos $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}(\ell)$ usando os dados observados da linha de emissão de HI. Para longitudes galácticas $20 < \ell < 90$ graus, isso corresponde à emissão com desvio para o vermelho máximo.

Como tanto o Sol quanto a Terra não estão em repouso em relação ao LSR, as velocidades observadas da linha de HI devem ser corrigidas para (a) rotação da Terra, (b) sua revolução ao redor do Sol e (c) o movimento do Sol em relação ao LSR. Esses movimentos se combinam em uma velocidade de correção na linha de visada (v_{corr}), que depende da localização do observador, direção de visualização, e data e hora da observação. Você receberá ferramentas para calcular (v_{corr}), para que as velocidades medidas ($v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$) possam ser convertidas para velocidades em relação ao LSR, v_{LSR} , tal que

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

A quantidade $v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$ pode ser determinada usando a frequência observada f_{obs} que é maximamente desviada para o vermelho de f_0 , tal que

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

Assim, as observações da emissão de HI do disco Galáctico nos permitem determinar a curva de rotação da Via Láctea, $v_{\text{rot}}(R)$, que pode ser usada para inferir a massa contida em várias distâncias (R) do Centro Galáctico.

Calibração da saída de potência do telescópio:

A emissão de rádio recebida de uma fonte é comumente expressa em termos de uma temperatura equivalente T^{src} (chamada de temperatura de brilho) de um corpo negro (hipotético) que emitiria a mesma intensidade em uma determinada frequência sobre o ângulo sólido da fonte. No regime de Rayleigh-Jeans, $P = k_B T^{\text{src}} \Delta f$, onde P é a potência média recebida de uma fonte com temperatura T^{src} em um intervalo de frequência com largura Δf . Potência e temperatura são usadas de forma equivalente em radioastronomia.

A temperatura equivalente da potência de rádio recebida por um telescópio é uma média de T^{src} sobre um ângulo sólido chamado de área do feixe, que está relacionada à resolução do telescópio. Esta temperatura equivalente é chamada de temperatura da antena, T_{ant} . Além disso, todo o sistema do telescópio também adiciona algum ruído de potência, descrito pela chamada temperatura do receptor, T_{recv} . Juntas, a temperatura da antena e a temperatura do receptor somam-se à temperatura do sistema,

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

que corresponde à potência total medida pelo telescópio. O telescópio registra a potência após ser amplificada por um fator de ganho G_R de tal forma que, em um modelo simplificado, podemos expressar

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

onde P_{out} , G_R , T_{ant} e T_{recv} são todos funções da frequência.

Assim, em cada frequência, há duas incógnitas a serem determinadas, G_R e T_{recv} , para determinar T_{ant} a partir do medido P_{out} . Determinaremos essas duas incógnitas apontando o telescópio para duas fontes padrão, assumindo que elas preenchem completamente o campo de visão do telescópio e têm temperaturas de antena conhecidas, e medindo as potências recebidas.

Apontaremos o telescópio para

- o 'solo', que se assume ter uma temperatura de antena $T_{\text{ground}} = 300$ K, e
- uma parte fria do 'céu' longe do plano Galáctico com uma temperatura de antena assumida $T_{\text{sky}} = 5$ K.

Essas temperaturas de calibração podem ser assumidas como independentes da frequência na banda de interesse. Assim, é necessário resolver as seguintes duas equações em cada frequência

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

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

Você receberá ferramentas que resolverão essas equações e determinarão a dependência de frequência de T_{recv} e G_R , que podem ser usados para obter T_{ant} para medições futuras. Note que realizar tanto as medições do Solo quanto do Céu é essencial para obter um espectro de linha de emissão HI devidamente calibrado.

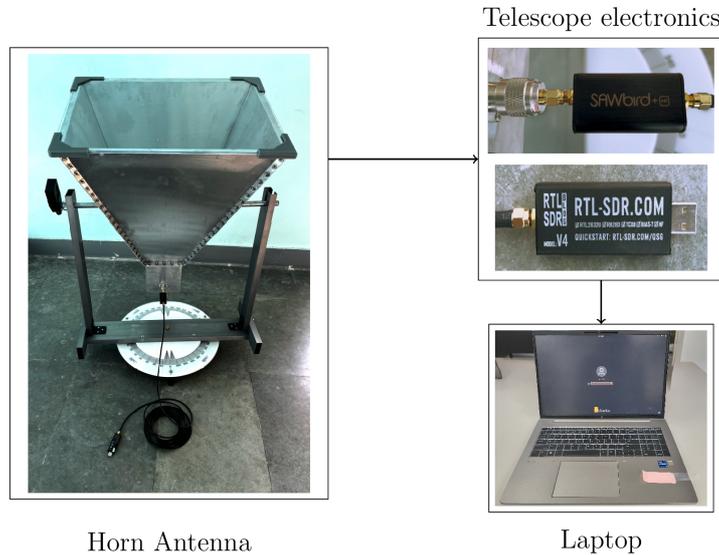
Como nosso telescópio tem baixa resolução angular, você pode achar difícil apontar para uma região do céu completamente livre de gás HI da nossa Galáxia. A emissão de gás fora do plano Galáctico e outras fontes de ruído podem afetar a medição do céu. Vamos mascarar tal faixa espectral durante a calibração.

A linha de emissão HI aparece como um excesso na intensidade de rádio em relação ao fundo em uma determinada frequência e direção. Dado um G_R e T_{recv} conhecidos, a sensibilidade expressa como a temperatura de ruído r.m.s., σ_T , de um radiotelescópio que observa uma temperatura do sistema T_{sys} , em um intervalo de frequência Δf (em Hz), é dada por

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

onde t_{int} é o tempo de integração em segundos.

Equipamento e software:



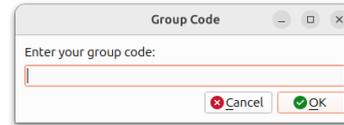
- Um radiotelescópio de antena corneta em uma montagem altazimutal. O azimute pode ser medido com a escala de transfêridor na base da montagem. A altura pode ser medida usando o inclinômetro digital, conforme mostrado abaixo.



- O telescópio inclui unidades eletrônicas que amplificam o sinal, filtram a faixa de frequência desejada e produzem um espectro.
- Um laptop equipado para leitura e exibição, gravação de dados, calibração e análise da saída do telescópio.

Uso do telescópio e software:

- Seu telescópio já está alinhado com o Norte. Certifique-se de que o zero grau no mostrador horizontal coincide com a marca "N" (norte) na mesa.
- Dê um duplo clique no ícone - "Galactic Rotation Curve" na tela do laptop para iniciar o programa.



- Digite o código do seu grupo e pressione “OK”.
 - Uma pasta com o código do seu grupo aparecerá na área de trabalho. Você precisa armazenar todos os seus arquivos de dados nesta pasta.
 - O sistema será ligado e você verá um LED branco acender.
 - A interface “Radio Astronomy Suite” será aberta.



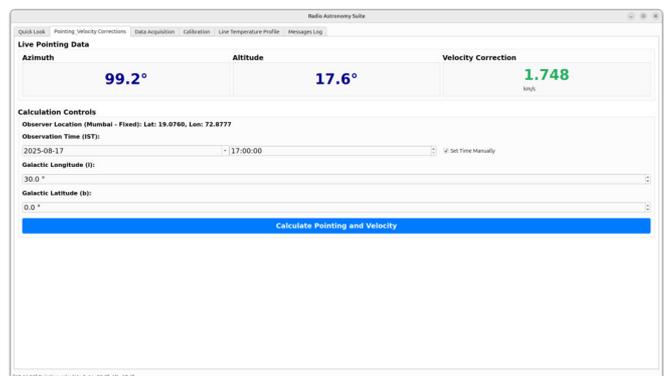
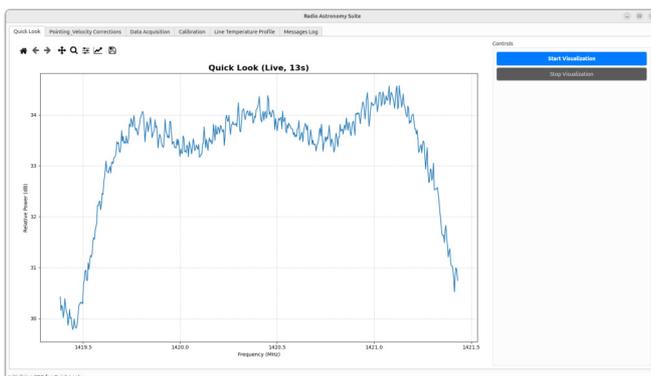
A “Radio Astronomy Suite” possui as seguintes abas:

- **Aba 1: Visualização Rápida**

A Aba 1 fornece uma verificação rápida do sistema para verificar se o sinal de rádio está sendo registrado corretamente. Ela executa um código que plota o sinal recebido (potência relativa) no eixo Y contra a frequência observada no eixo X.

1. Aponte o telescópio primeiro para o céu e depois para o solo, e observe a mudança resultante na amplitude do sinal.
2. O código monitora o espectro do sinal ao vivo por 60 s, mas **não** salva os dados.

Informe imediatamente o supervisor se a amplitude do sinal permanecer inalterada quando a direção do telescópio for variada.

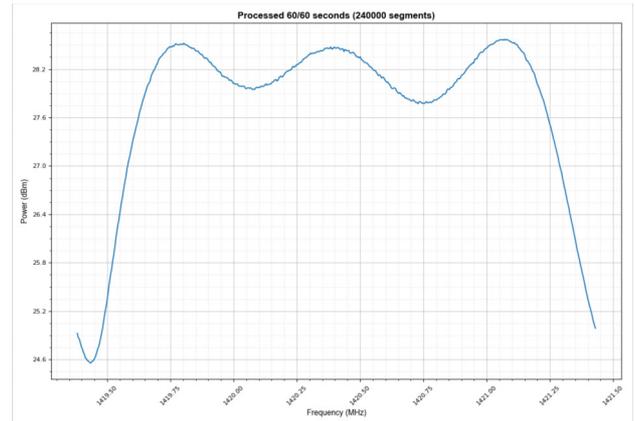
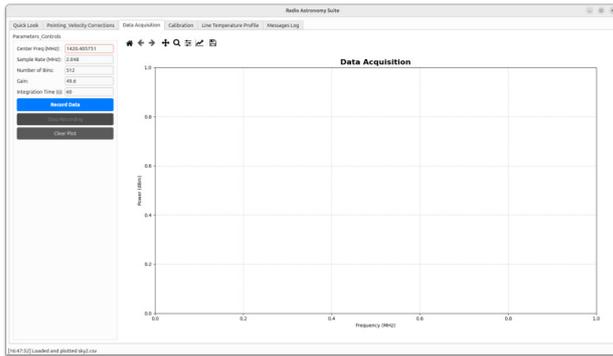


- **Aba 2: Correção de Apontamento e Velocidade**

A Aba 2 converte a longitude e latitude Galáctica especificadas em altura e azimute para a data e hora atuais. Insira as coordenadas Galácticas desejadas para obter os valores correspondentes de altura e azimute, juntamente com a correção de velocidade, v_{corr} .

- **Aba 3: Aquisição de Dados**

A Aba 3 permite que você registre os dados. Ela possui três botões: (i) Registrar Dados, (ii) Parar Gravação e (iii) Limpar Gráfico.



Clicar em **Record Data** inicia a aquisição de dados por um tempo de integração de 60 s na direção em que o telescópio está apontando atualmente. Uma caixa de diálogo aparecerá, solicitando que você nomeie e salve os dados do espectro em um arquivo. Se desejar reiniciar a medição antes que qualquer exposição em andamento seja concluída, use o botão **Stop Recording**. O botão **Clear Plot** remove o gráfico exibido da tela.

Precaução: Não aponte o telescópio entre os azimutes 0° e 40° (ou entre 240° e 360°) quando a altura estiver abaixo de 40° para evitar sinais interferentes de uma antena de torre de celular localizada perto do local.

Para medir a emissão de 21 cm de HI do disco Galáctico em um determinado comprimento de onda Galáctico, execute os seguintes passos:

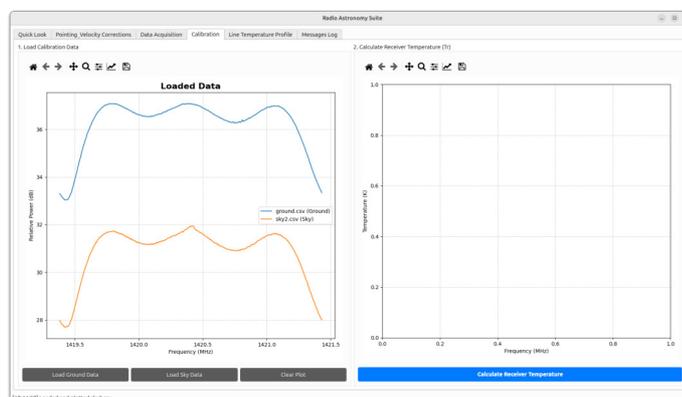
1. Primeiro, use a Aba 2 para calcular e anotar a altura, o azimute e v_{corr} para o comprimento de onda Galáctico que você deseja observar.
2. Em seguida, aponte o telescópio para o comprimento de onda Galáctico desejado " ℓ " no céu e registre o espectro.
3. Salve o espectro com o nome de arquivo ℓ .**csv**.

Em seguida, execute os seguintes passos sequencialmente para obter medições de calibração.

1. Aponte o telescópio para o 'solo', registre e salve o espectro com o nome de arquivo **ground.csv**.
2. Aponte para o 'céu', longe do plano Galáctico, registre e salve o espectro com o nome de arquivo **sky.csv**.

• **Aba 4: Calibração**

A Aba 4 é usada para realizar a calibração.



1. Primeiro, você deve carregar os dados de **solo** e **céu** clicando nos botões correspondentes e selecionando os arquivos apropriados. Uma vez carregados, o gráfico à esquerda exibirá a saída de potência relativa para ambos, céu e solo.

2. Em seguida, clique em “**Calibrate gain and obtain T_{recv}** ”. Isso gerará um gráfico de T_{recv} como uma função da frequência no painel à direita. Você deve ver dados consistindo de flutuações de ruído, juntamente com uma linha HI contaminante (se houver) dentro da visão do telescópio ao fazer a medição de calibração do ‘céu’.
3. **Clique** em ambos os lados da linha contaminante para definir uma região a ser mascarada (mostrada como uma área sombreada em cinza). O código então ajustará uma curva suave ao restante dos dados e exibirá o T_{recv} resultante dependente da frequência como uma linha verde tracejada.

- **Aba 5. Análise da Linha HI**

Esta aba aplica a calibração obtida na Aba 4 para extrair o espectro de emissão da linha HI a partir das medições feitas na Aba 3 em diferentes longitudes galácticas.

Para cada medição em uma determinada longitude, você realizará os seguintes passos:

1. Carregue o arquivo ℓ .**csv**.
2. Clique no botão “Line temperature profile”, e uma nova aba intitulada “HI Line Temperature” será aberta. Você verá um gráfico da temperatura da linha HI após aplicar a calibração de ganho e T_{recv} . Além disso, um baseline correspondente ao fundo do céu de 5 K foi subtraído.
3. A frequência mais deslocada para o vermelho (f_{obs}) pertencente à linha HI pode ser estimada como a menor frequência que tem uma temperatura 5 K acima do valor imediato do baseline. Identifique f_{obs} para cada medição.

No passo final, caso você veja um ombro plano de cerca de 5 K no perfil de temperatura da linha no lado vermelho da linha de emissão, realize a medição para aquela longitude novamente.