

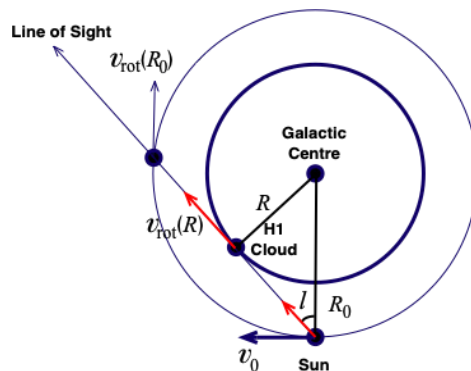
Odkrywanie galaktycznej ciemnej materii za pomocą radioteleskopu

Wszechświat składa się z dużej ilości ciemnej materii. Odkryjesz ciemną materię w naszej Galaktyce, mierząc styczną prędkość obrotową gazu w dysku naszej Galaktyki. Gaz w dysku Drogi Mlecznej zawiera neutralny wodór atomowy (HI), który można wykryć za pomocą jego przejścia spinowego, odpowiadającego częstotliwości spoczynkowej $f_0 = 1420.40575$ MHz. Prędkość obrotowa gazu w Galaktyce może być mierzona za pomocą przesunięcia Dopplera tego przejścia.

Twoim zadaniem jest zmierzenie widm emisji radiowej pomiędzy 1419,0 MHz a 1421,0 MHz emitowanej przez gaz w dysku Galaktyki na różnych długościach w płaszczyźnie galaktycznej za pomocą dostarczonego radioteleskopu. Przeanalizujesz te dane, aby zmierzyć krzywą rotacji dla Drogi Mlecznej. Na podstawie zmierzonych prędkości obrotowych oszacujesz masę zawartą w różnych odległościach galaktocentrycznych, porównasz je ze znaną masą barionową w Galaktyce w odpowiadających promieniach i przypiszesz wszelkie różnice ciemnej materii.

Podstawy teoretyczne

Założmy, że cały gaz w Galaktyce porusza się zgodnie z ruchem wskazówek zegara (patrzac z Północnego Bieguna Galaktycznego) po orbitach kołowych w różnych odległościach od Centrum Galaktyki, jak pokazano na poniższym rysunku. Rozważmy gaz poruszający się z prędkością obrotową ($v_0 = 220 \text{ km s}^{-1}$) w pozycji Słońca. Układ odniesienia obracający się z tą prędkością nazywany jest lokalnym standardem spoczynku (LSR). Należy zauważyć, że Słońce porusza się względem LSR.



Obserwując wzdłuż linii widzenia w kierunku długości ℓ , obserwator widzi emisję gazu w różnych odległościach od Centrum Galaktyki. Zakładając, że prędkość obrotowa $v_{\text{rot}}(R)$ gazu nie zwiększa się znacząco wraz ze wzrostem promienia, gaz, którego całkowity wektor prędkości leży wzdłuż kierunku obserwacji, będzie miał maksymalną wartość netto prędkości wzdłuż linii widzenia, $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}$. Z geometrii wynika, że

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

gdzie $R = R_0 \sin \ell$, R_0 to odległość Słońca od Centrum Galaktyki (8.5 kpc), a $v_{\text{rot}}(R)$ to styczna prędkość obrotowa gazu w odległości R od Centrum Galaktyki. Wywnioskujemy $v_{\text{LSR}}^{\text{max}}(\ell)$ używając obserwowanych danych linii emisyjnej HI. Dla galaktycznych długości $20 < \ell < 90$ stopni, odpowiada to maksymalnej emisji przesuniętej ku czerwieni.

Ponieważ zarówno Słońce, jak i Ziemia nie są w spoczynku względem LSR, obserwowane prędkości linii HI muszą być skorygowane o (a) rotację Ziemi, (b) jej ruch orbitalny wokół Słońca oraz (c) ruch Słońca względem LSR. Te ruchy łączą się w prędkość korekcyjną wzdłuż linii widzenia (v_{corr}), która zależy od położenia obserwatora, kierunku obserwacji oraz daty i czasu obserwacji. Otrzymasz narzędzia do obliczenia (v_{corr}), aby zmierzone prędkości ($v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$) mogły być przekształcone na prędkości względem LSR, v_{LSR} , tak że

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

Wielkość $v_{\text{Earth}}^{\text{obs}}$ można określić używając obserwowanej częstotliwości f_{obs} , która jest maksymalnie przesunięta ku czerwieni od f_0 , tak że

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

Tak więc obserwacje emisji HI z dysku Galaktyki pozwalają nam określić krzywą rotacji Drogi Mlecznej, $v_{\text{rot}}(R)$, którą można użyć do wywnioskowania masy zawartej w różnych odległościach (R) od Centrum Galaktyki.

Kalibracja mocy wyjściowej teleskopu:

Otrzymane natężenie promieniowania radiowego ze źródła jest powszechnie wyrażane w kategoriach równoważnej temperatury T^{src} (nazywanej temperaturą jasnościową) hipotetycznego ciała doskonale czarnego, które emitowałoby tę samą intensywność przy danej częstotliwości w kącie bryłowym źródła. W reżimie Rayleigha-Jeansa, $P = k_B T^{\text{src}} \Delta f$, gdzie P jest średnią mocą otrzymaną ze źródła o temperaturze T^{src} w przedziale częstotliwości o szerokości Δf . Moc i temperatura są używane zamiennie w radioastronomii.

Równoważna temperatura mocy radiowej otrzymanej przez teleskop jest średnią T^{src} po kącie bryłowym zwanym obszarem wiązki, który jest związany z rozdzielczością teleskopu. Ta równoważna temperatura nazywana jest temperaturą antenową, T_{ant} . Dodatkowo, cały system teleskopu dodaje również pewną moc szumową, opisaną przez tzw. temperaturę odbiornika, T_{recv} . Razem, temperatura antenowa i temperatura odbiornika sumują się do temperatury systemu,

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

która odpowiada całkowitej mocy mierzonej przez teleskop. Teleskop rejestruje moc po jej wzmocnieniu przez współczynnik wzmocnienia G_R , tak że w uproszczonym modelu możemy wyrazić

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

gdzie P_{out} , G_R , T_{ant} i T_{recv} są funkcjami częstotliwości.

Zatem przy każdej częstotliwości istnieją dwie niewiadome do wyznaczenia, G_R i T_{recv} , aby określić T_{ant} z mierzonego P_{out} . Znajdziemy te niewiadome, kierując teleskop na dwa standardowe źródła, zakładając, że całkowicie wypełniają one pole widzenia teleskopu i mają znane temperatury antenowe, oraz mierząc otrzymane moce.

Skierujemy teleskop na

- „ziemię”, która ma założoną temperaturę antenową $T_{\text{ground}} = 300 \text{ K}$, oraz
- zimną część „nieba” z dala od płaszczyzny Galaktyki z założoną temperaturą antenową $T_{\text{sky}} = 5 \text{ K}$.

Te temperatury kalibracyjne można uznać za niezależne od częstotliwości w interesującym paśmie. Zatem należy rozwiązać następujące dwa równania przy każdej częstotliwości

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

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

Otrzymasz narzędzia, które rozwiążą te równania i określą zależne od częstotliwości T_{recv} oraz G_R , które można użyć do uzyskania T_{ant} dla dalszych pomiarów. Należy zauważyć, że wykonanie zarówno pomiarów „ziemi”, jak i „nieba” jest niezbędne do uzyskania prawidłowo skalibrowanego widma linii emisyjnej HI.

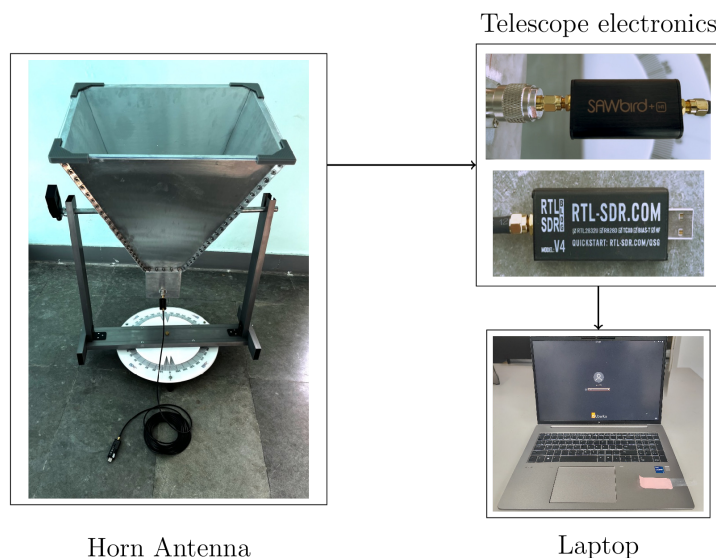
Ponieważ teleskop ma niską rozdzielczość kątową, możesz mieć trudności ze skierowaniem go na obszar nieba całkowicie wolny od gazu HI z naszej Galaktyki. Emisja gazu spoza płaszczyzny Galaktyki i inne źródła szumów mogą wpływać na pomiar nieba. Podczas kalibracji zamaskujemy taki zakres spektralny.

Linia emisyjna HI pojawia się jako nadmiar intensywności radiowej w stosunku do tła przy danej częstotliwości i kierunku. Mając znane G_R i T_{recv} , czułość wyrażona jako temperatura szumu r.m.s., σ_T , radioteleskopu, który obserwuje temperaturę systemu T_{sys} , w przedziale częstotliwości Δf (w Hz), jest dana przez

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

gdzie t_{int} to czas integracji w sekundach.

Sprzęt i oprogramowanie:



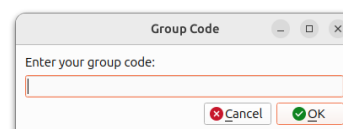
- Radioteleskop z anteną tubową na montażu azymutalnym. Azymut można mierzyć za pomocą skali kątomierza u podstawy montażu. Wysokość można mierzyć za pomocą cyfrowego inklinometru, jak pokazano poniżej.



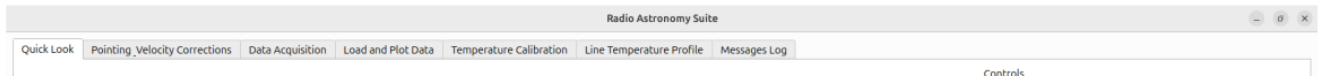
- Teleskop zawiera jednostki elektroniczne, które wzmacniają sygnał, filtrują pożądany zakres częstotliwości i wprowadzają widmo.
- Laptop wyposażony w oprogramowanie do odczytu i wyświetlania, rejestrowania danych, kalibracji i analizy wyników z teleskopu.

Użytkowanie teleskopu i oprogramowania:

- Twój zestaw teleskopu jest już zorientowany na północ. Upewnij się, że zero stopni na poziomej tarczy pokrywa się z oznaczeniem „N” (północ) na stole.
- Kliknij dwukrotnie ikonę - „Galactic Rotation Curve” na ekranie laptopa, aby uruchomić program.



- Wprowadź kod grupy i naciśnij „OK”.
 - Na pulpicie pojawi się folder z kodem grupy. Musisz przechowywać wszystkie swoje pliki danych w tym folderze.
 - System zostanie włączony i zobaczysz, że biała dioda LED się zaświeci.
 - Otworzy się interfejs „Radio Astronomy Suite”.



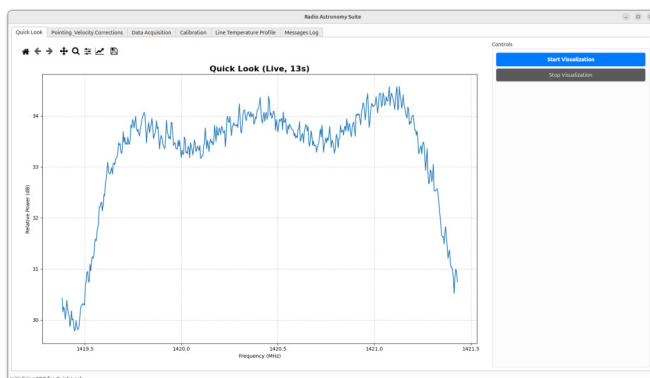
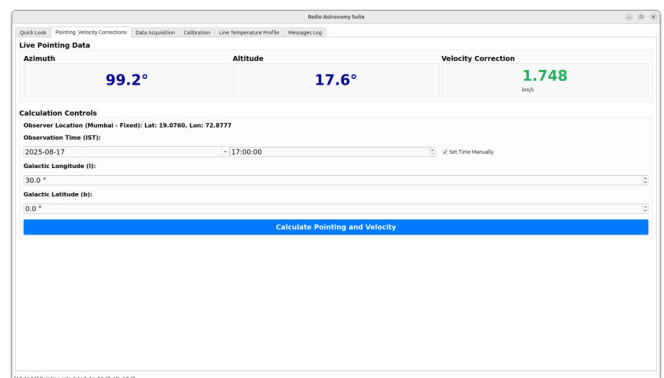
„Radio Astronomy Suite” zawiera następujące zakładki:

• Tab 1: Szybki podgląd

Zakładka 1 umożliwia szybkie sprawdzenie systemu w celu zweryfikowania, czy sygnał radiowy jest prawidłowo rejestrowany. Uruchamia program, który wykreśla odebrany sygnał (moc względna) na osi Y względem obserwowanej częstotliwości na osi X.

1. Skieruj teleskop najpierw w stronę nieba, a następnie w stronę ziemi i zaobserwuj wynikającą zmianę amplitudy sygnału.
2. Program monitoruje widmo sygnału na żywo przez 60 s, ale **nie** zapisuje danych.

Natychmiast poinformuj osobę nadzorującą, jeśli amplituda sygnału pozostaje niezmienną przy zmiennym kierunku teleskopu.

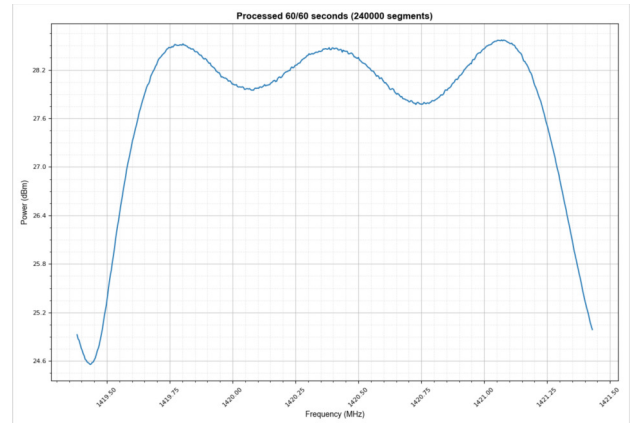
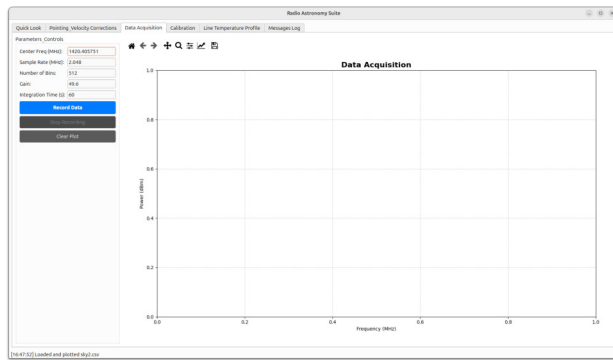



• Tab 2: Celowanie i korekcja prędkości

Zakładka 2 przekształca określoną długość i szerokość galaktyczną na wysokość i azymut dla bieżącej daty i czasu. Wprowadź żądane współrzędne galaktyczne, aby uzyskać odpowiadające im wartości wysokości i azymutu, wraz z korekcją prędkości, v_{corr} .

• Tab 3: Pozyskiwanie Danych

Tab 3 umożliwia rejestrowanie danych. Zawiera trzy przyciski: (i) Rejestruj Dane (Record Data), (ii) Zatrzymaj Rejestrowanie (Stop Recording), oraz (iii) Wyczyść Wykres (Clear Plot).



Kliknięcie **Record Data** rozpoczyna pozyskiwanie danych przez czas integracji 60 s w kierunku, w którym obecnie skierowany jest teleskop. Pojawi się okno dialogowe, które poprosi o nazwę pliku, do którego zapisze dane spektrum. Jeśli chcesz ponownie rozpocząć pomiar przed zakończeniem trwającej ekspozycji, użyj przycisku **Stop Recording**. Przycisk **Clear Plot** usuwa wyświetlany wykres z ekranu.

Ostrzeżenie: Nie kieruj teleskopu pomiędzy azymutem 0° a 40° (lub pomiędzy 240° a 360°), gdy wysokość jest poniżej 40° , aby zapobiec zakłóceniom sygnałów z anteny sieci komórkowej znajdującej się w pobliżu.

Aby zmierzyć emisję HI o długości 21 cm z dysku Galaktyki przy danej długości galaktycznej, wykonaj następujące kroki:

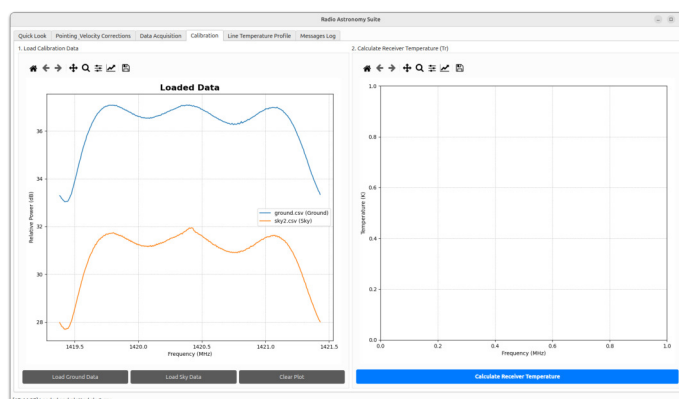
1. Najpierw użyj Tab 2, aby obliczyć i zanotować wysokość, azymut oraz v_{corr} dla długości galaktycznej, którą chcesz obserwować.
2. Następnie skieruj teleskop na wybraną lokalizację długości galaktycznej " ℓ " na niebie i zarejestruj spektrum.
3. Zapisz spektrum do pliku o nazwie ℓ .**csv**.

Następnie wykonaj poniższe kroki sekwencyjnie, aby uzyskać pomiary kalibracyjne.

1. Skieruj teleskop na „ziemię”, zarejestruj i zapisz spektrum z nazwą pliku **ground.csv**.
2. Skieruj na „niebo”, z dala od płaszczyzny Galaktyki, zarejestruj i zapisz spektrum z nazwą pliku **sky.csv**.

• Tab 4: Kalibracja

Tab 4 jest używana do przeprowadzania kalibracji.



1. Najpierw musisz załadować dane **ziemi** i **nieba**, klikając odpowiednie przyciski i wybierając odpowiednie pliki. Po załadowaniu wykres po lewej stronie wyświetli względną moc wyjściową zarówno dla nieba, jak i ziemi.

2. Następnie kliknij „**Calibrate gain and obtain T_{recv}** ”. To wygeneruje wykres T_{recv} w funkcji częstotliwości w panelu po prawej stronie. Powinieneś zobaczyć dane składające się z fluktuacji szumów, wraz z zanieczyszczającą linią HI (jeśli występuje) w polu widzenia teleskopu podczas wykonywania pomiaru kalibracji „nieba”.
3. **Kliknij** po obu stronach zanieczyszczającej linii, aby zdefiniować obszar do zamaskowania (pokazany jako szary zacieniony obszar). Program dopasuje następnie gładką krzywą do reszty danych i wyświetli wynikową zależność częstotliwościową T_{recv} jako zieloną linię przerywaną.

• Tab 5. Analiza linii HI

Ta karta stosuje kalibrację uzyskaną na karcie 4, aby wyodrębnić widmo emisji linii HI z pomiarów wykonanych na karcie 3 w różnych długościach galaktycznych.

Dla każdego pomiaru przy danej długości będziesz wykonywać następujące kroki:

1. Załaduj plik ℓ .**csv**.
2. Kliknij przycisk „Line temperature profile”, a otworzy się nowa karta zatytułowana „HI Line Temperature”. Zobaczysz wykres temperatury linii HI po zastosowaniu kalibracji wzmocnienia i T_{recv} . Dodatkowo odjęto linię bazową odpowiadającą tłu nieba o wartości 5 K.
3. Najbardziej przesuniętą ku czerwieni częstotliwość (f_{obs}) należącą do linii HI można oszacować jako najniższą częstotliwość, która ma temperaturę 5 K powyżej bezpośredniej wartości linii bazowej. Zidentyfikuj f_{obs} dla każdego pomiaru.

W ostatnim kroku, jeśli zauważysz płaskie ramie o około 5 K w profilu temperatury linii po czerwonej stronie linii emisyjnej, przeprowadź pomiar dla tej długości jeszcze raz.