

UNIVERZA V LJUBLJANI
FAKULTETA ZA ELEKTROTEHNIKO

Tadeja Saje

Radioteleskop za vodikovo črto 21 cm

MAGISTRSKO DELO
ŠTUDIJSKI PROGRAM DRUGE STOPNJE
ELEKTROTEHNIKA

MENTOR: prof. dr. Matjaž Vidmar

2016

Zahvaljujem se mentorju prof. dr. Matjažu Vidmarju za potrpežljivost, strokovne nasvete in pomoč pri izdelavi magistrskega dela. S svojim izjemnim in neprecenljivim znanjem mi je omogočil izpolnitev dolgoletne želje: razumevanje in postavitev lastnega radioteleskopa.

Dr. Borutu Jurčiču Zlobcu se zahvaljujem za pregled magistrskega dela.

Kazalo

Povzetek

Abstract

1	Uvod v radioastronomijo	1
1.1	Sevanje črnega telesa	3
1.2	Občutljivost teleskopa	5
1.3	Izvori nebesnega sevanja	6
1.4	Razlike med optičnim in radijskim opazovanjem	7
1.5	Kratka zgodovina radioastronomije	8
1.6	Vrste sodobnih radioteleskopov	9
1.7	Sevanje vodikove črte	12
2	Načrtovanje radioteleskopa za vodikovo črto	15
2.1	Žarilec	20
2.2	Resonatorsko sito za 21 cm	21
2.3	Nizkošumni ojačevalnik (LNA)	24
3	Umerjanje teleskopa	29
3.1	Umerjanje krmilnih motorjev antene	29
3.2	Meritve žarilca	30
3.3	Meritve LNA	34
3.4	Merjenje votlinskih pasovnih sit	35
3.5	Meritev šumne temperature sistema	36

KAZALO

3.6	Meritv izkoristka osvetlitve antene	37
4	Opazovanje Vodikove črte	39
4.1	Izpeljava stolpične gostote	42
4.2	Meritve spektra vodikove črte v ravnini galaksije	44
4.3	Dopplerjevo slikanje Rimske ceste s programom HDSDR	48
5	Zaključek	53

Seznam uporabljenih kratic

kratica	angleško	slovensko
LNA	low noise amplifier	nizkošumni ojačevalnik
BPF	band pass filter	pasovno prepustno frekvenčno sito
LPF	low pass filter	nizko pasovno prepustno frekvenčno sito
ISM	interstellar medium	medzvezdni medij
N	noise spectral density	spetralna gostota šuma
F	noise temperature	šumno število
D	directivity	smernost
B	bandwidth	pasovna širina
A	area	površina
f	frequency	frekvenca
λ	wave length	valovna dolžina
$\frac{S}{B}$	spectral flux density	spetralna gostota moči

Povzetek

Naslov: Radioteleskop za vodikovo črto 21 cm

Radioteleskop je naprava za merjenje moči, spektra in polarizacije elektromagnetnega sevanja, ki ga oddajo nebesni izvori v področju radijski valov. Radijski signali so šibkejši kot vidna svetloba. Velika valovna dolžina radijskega sevanja zahteva velik radioteleskop za primerljivo prostorsko ločljivost. S skrbnim načrtovanjem in izdelavo nizkošumnega ojačevalnika, pasovnega sita in žarilca za parabolično zrcalo nam je uspelo izdelati radioteleskop s šumno temperaturo sistema 60K v frekvenčnem pasu 1.42GHz. V radioteleskopu smo uporabili ceneno tržno zrcalo premera 3m za satelitsko televizijo in pripadajoči vrtiljak azimut-elevacija. Signal smo obdelali s cenanim DVB-T ključkom in prosto dostopno programsko opremo na prenosnem osebнем računalniku.

S ceneno elektroniko in majhno anteno smo opazovali sevanje nevtralnega vodika v naši galaksiji Rimske cesti. Iz meritev je razvidno, da ima Rimska cesta številne krake spiralne oblike.

Ključne besede: radioteleskop, LNA, pasovno prepustno frekvenčno sito, vodikove črte, radioastronomija, žarilec.

Abstract

Title: Radiotelescope for the 21 cm Hydrogen Spectral Line

A radio-telescope measures the power, frequency spectrum and polarization of celestial sources in the radio-frequency range. In the radio-frequency range the signals from celestial sources are weaker than in the visible light. The large wavelength of radio waves requires a large radio-telescope for a comparable spatial resolution.

With a careful design and manufacturing of a low-noise amplifier, a band-pass filter and a parabolic-dish primary feed we obtained a radio-telescope with a system noise temperature of 60K in the 1.42GHz frequency range. In the radio-telescope we employed an inexpensive commercial parabolic mirror of 3m diameter intended for satellite TV reception and corresponding azimuth-elevation antenna positioner. We processed the signals with an inexpensive DVB-T receiver (USB dongle) and free software running on a portable personal computer.

With inexpensive electronics and a small antenna we observed the radiation of neutral hydrogen in our galaxy Milky way. From our measurements it is evident that Milky way has several spiral arms.

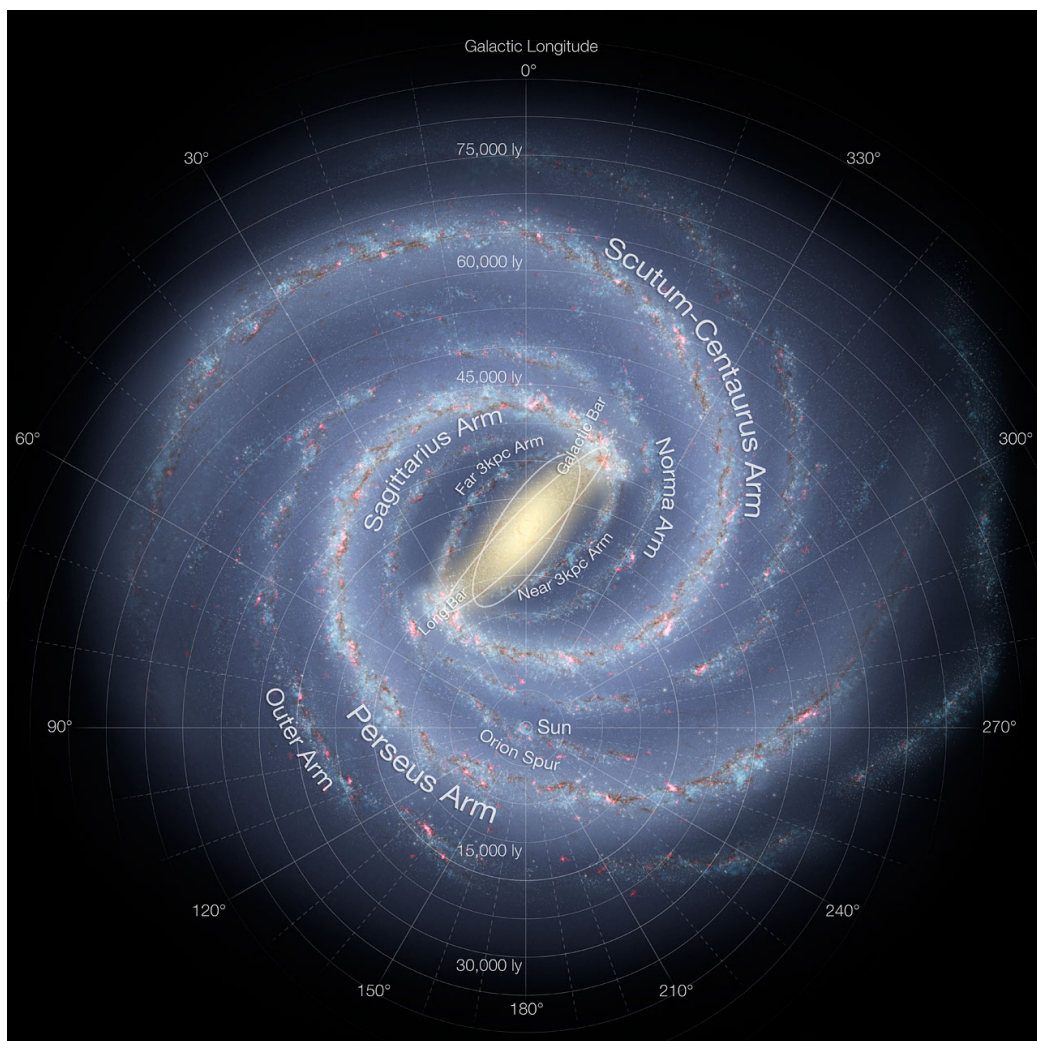
Keywords: radiotelescope, LNA, band-pass filter, hydrogen line, radioastronomy, feed horn.

Poglavje 1

Uvod v radioastronomijo

Astronomija je znanost, ki preučuje nebesna telesa. Nebesna telesa se nahajajo na različnih razdaljah v vesolju. Razdalje v vesolju merimo v svetlobnih letih in parsekih. Svetlobno leto je dolžina poti, ki jo svetloba naredi v enem julijanskem letu, v prostoru brez ovir daleč od gravitacijskih in magnetnih polj. Eno svetlobno leto je približno 9.46×10^{15} m. Kot, ki ga tvorita zveznici med zvezdo in krajnima točkama velike glavne polosi Zemljine tirnice okrog Sonca (astronomska enota), se imenuje paralaksa. Parsek je določen kot razdalja med Zemljo in zvezdo, katere paralaksa je enaka 1 ločni sekundi. En parsek je 3.08×10^{16} m oziroma 3.26 svetlobnih let.

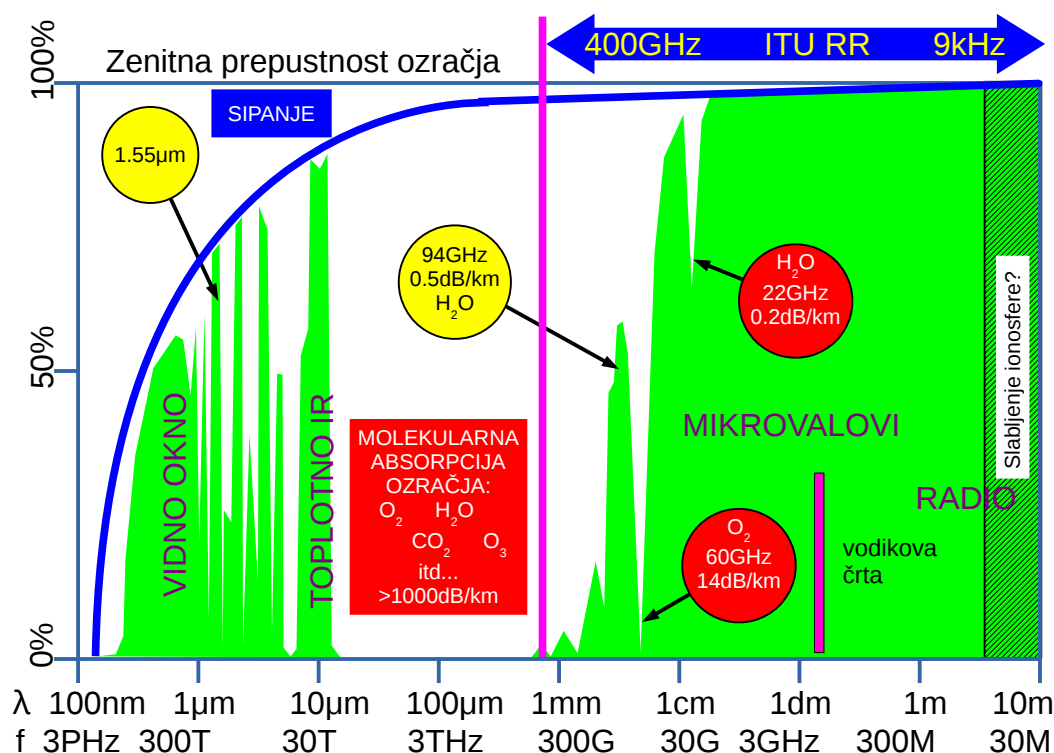
Nam najbližja znana zvezda je Proxima Centauri, ki je od nas oddaljena 4.22 svetlobnih let. Premer naše galaksije je približno 100.000 svetlobnih let. Andromedina galaksija je od nas oddaljena 2.360.000 svetlobnih let. Najbolj oddaljene galaksije so oddaljene 13×10^9 svetlobnih let. Naša Galaksija je prikazana na sliki 1.1.[1] [2] [3]



Slika 1.1: Spiralna struktura naše galaksije

vir: NASA/JPL-Caltech/ESO/R. Hurt

Nebesni izvori sevajo na različnih valovnih dolžinah od radijskih valov pa tja do gama žarkov. Zaradi različne prepustnosti ozračja za različne valovne dolžine lahko z Zemlje opazujemo nebesne vire le na določenih valovnih dolžinah. Nekatere nebesne vire je možno opazovati le s satelitov, ki so nameščeni izven Zemljinega ozračja. Prepustnost Zemljinega ozračja za posamezne valovne dolžine je prikazana na sliki 1.2.



Slika 1.2: Slabljenje zemljskega ozračja [10]

Na Zemlji postavljamo optične in radijske teleskope. Podatki o teleskopu, ki nas zanimajo, so ločljivost in občutljivost. Ločljivost pomeni, katero podrobnost še lahko razločimo. Občutljivost pove, kakšno najmanjšo moč signala je teleskop zmožen razpoznati. Ločljivost teleskopa je odvisna od valovne dolžine in premera antene: $\alpha = 1.22 \frac{\lambda}{D}$. [22] Občutljivost je odvisna od površine antene, časa opazovanja in pasovne širine našega sprejemnika.

1.1 Sevanje črnega telesa

Vodikove črte ne dobimo s sevanjem toplotnega izvora ampak je spontano sevanje na področju mikrovalov. Sevanje vodikove črte je naravni šum, je zelo šibko in nekoherentno. Da bi razumeli, kaj naša anteni vidi, si je potrebno

poznati zakon sevanja črnega telesa. Sevanje je sorazmerno z absorbcijo. Najbolj seva črno telo. Zrcalo ne seva, ampak vse valovanje odbije. Spektralna svetlost je delček moči, ki se izseva v del frekvenčnega prostora, ki ga izseva del ploskve telesa v del prostorskega kota.

$$B_f = \frac{dP}{df dA d\Omega} \quad (1.1)$$

Planckov zakon sevanja črnega telesa.

$$B_f = \frac{2hf^3}{c_0} \frac{1}{e^{\frac{fh}{k_B T}} - 1} \quad (1.2)$$

kjer so:

$$\begin{aligned} h &= 6.625 \cdot 10^{-34} \text{ Js} \quad \text{Planckova konstanta,} \\ k_B &= 1.38 \cdot 10^{-23} \text{ J/K} \quad \text{Boltzmannova konstanta in} \\ c_0 &= 3 \cdot 10^8 \text{ m/s} \quad \text{hitrost svetlobe.} \end{aligned}$$

Za nas pomemben Rayleigh-Jeansov približek, ki velja za sevanje z dolgimi valovnimi dolžinami, $hf \ll k_B T$. [10]

$$B_f = \frac{2k_B T f^2}{c_0^2} \quad (1.3)$$

Antena vidi predmete na različnih temperaturah. Šumna temperatura antene je tisto, kar vidi s svojim smernim diagramom. Antena s svojim smernim diagramom gleda upor, ki ima neko temperaturo. To je lahko tudi nebo. Definicija šumne temperature T_A breizgubne antene in prejete šumne moči v anteni P_N .

$$T_A = \frac{\int_{4\pi} T(\phi, \theta) |F(\phi, \theta)|^2 d\Omega}{\int_{4\pi} |F(\phi, \theta)|^2 d\Omega} \quad (1.4)$$

$$P_N = \Delta f k_B T_A \quad (1.5)$$

Izračun temperature vira, če poznamo prostorski kot vira Ω_S in prostorski kot smernega diagrama Ω_A . Privzamemo, da antena vidi le hladno nebo in vir.

$$T = T_A \frac{\Omega_A}{\Omega_S} \quad (1.6)$$

Telesa različno sevajo, odvisno od temperature, zato bo spektralna svetlost funkcija temperature.

$$\text{Rayleigh-Jeans: } B_f(\phi, \theta) = \frac{2k_B}{\lambda^2} T(\phi, \theta) \quad (1.7)$$

Spektralna svetlost ni odvisna od razdalje in je enaka tako na izvoru kot na detektorju.

1.2 Občutljivost teleskopa

Najnižja temperatura, ki jo naš teleskop prepozna, je odvisna od motenj. Signal P_S , ki ga merimo, je naključen signal. Motnja P_N je enaka šumni temperaturi sistema radioteleskopa, ki jo lahko razdelimo na dva dela. Del prispeva sprejemnik, del pa antena. Običajno je $P_S \ll P_N$.

Da bi razpoznali naš koristen signal v šumu, moramo povprečiti moč. Rezultat meritve moči opleta.

Moč, ki jo merimo, opleta. Z povprečenjem zmanjšamo opletanje. Odstopanje meritve od povprečne vrednosti je obratno sorazmerno z številom meritev. kvadratnemu korenu števila meritev [referenca Dicke]:

$$\frac{\Delta P}{P} = \frac{1}{\sqrt{N}} \quad (1.8)$$

ΔP je opletanje. P je povprečna moč, ki je vsota $P_S + P_N$. Kako šibek signal lahko zaznamo, je odvisno od pasovne širine in od časa integracije (povprečenja) oziroma časa opazovanja.

Pasovna širina je odvisna od vira opazovanja. Če opazujemo širokopasovni vir, je pasovna širina enaka pasovni širini sprejemnika.

Signal opazujemo v izbranem frekvenčnem pasu širine B daljši čas, nato pa ga povprečimo. To nam omogoča, da z enakimi lastnostmi radioteleskopa opazujemo šibkejšne nebesne izvore. Naslednja zveza se imenuje Dickejeva enačba.

$$\frac{\Delta T}{T} = \frac{1}{\sqrt{B\tau}} = \frac{\Delta P}{P} \quad (1.9)$$

Pri optičnem opazovanju Dickejeva enačba ni pomembna. Razlog je velika pasovna širina ($B \approx 10^{14}$ Hz) in počasnost odziva človeškega očesa ($t=0.3$ s). Iz tega sledi, da človeško oko opletanja ne zazna ($\Delta P/P = 10^{-7}$). Zgodi se,

da opazovanje moti sipanje Sončeve ali Lunine svetlobe oziroma svetlobno onesnaženje. Opletanje rezultata meritve je funkcija vsote signala in motnje. Ko je motnja dosti močnejša od signala, se lahko signal izgubi v opletanju. Pri radijskem opazovanju imamo ožjo pasovno širino. Ko opazujemo vir, lahko pri spektralnem analizatorju nastavljammo faktor povprečenja. To je določeno z razmerjem med ločljivostjo in video sitom spektralnega analizatorja. Višja šumna temperatura sistema pri radijskem opazovanju pomeni zmanjšanje občutljivosti meritve. Če je šumna temperatura sistema $T = 60\text{K}$ in naredimo $N = 3600$ meritev, bo opletanje 1K . Najmanjši signal, ki lahko zaznamo, je 1K ($P_{\text{min}} > \Delta P = 1\text{K}$).

Kvalitetno optično opazovanje omogoča spektroskopija. Pri spektroskopiji je pasovna širina opazovanja ožja kot pri opazovanjem s človeškim očesom. Boljša ločljivost tako pri optičnem kot pri radijskem opazovanju zahteva večje teleskope. Pri spektroskopskem načinu opazovanja svetlobe zvezde, ki jo astronomi zberejo s teleskopom, preučujejo jakost svetlobe v majhnih intervalih valovnih dolžin. Vsak od kemijskih elementov, ki je prisoten v atmosferi opazovane zvezde, povzroča primankljaj ali presežek svetlobe pri značilnih valovnih dolžinah. S spektroskopijo lahko preučujejo kemično sestavo zvezd, temperaturo, težnostni pospešek in vrtenje. Astronomi lahko določijo položaj zvezde v prostoru ter celoten vektor njene hitrosti.[30]

Pri meritvi spektra mora biti pasovna širina B čim ožja in je enaka ločljivosti meritve spektra. Pri spektroskopiji je pasovna širina B dosti manjša, kar zahteva dosti daljši čas opazovanja oziroma močnejši signal.

1.3 Izvori nebesnega sevanja

Za točkast vir je $\alpha_{\text{vira}} \ll \alpha_{\text{antene}}$. Za naš mali radioteleskop so Sonce, ostanki supernove Cassiopea A, središče galaksije točkasti izvori. Podatek sevanja nebesnega točkastega izvora podamo z spektralno gostoto moči S/B . Enota je $\text{W}/(\text{m}^2\text{Hz})$ oziroma enoto Jansky, 1Jy je $10^{-26}\text{W}/(\text{m}^2\text{Hz})$. Moč, ki jo

sprejme antena na eni polarizaciji:

$$P_{\text{signala}} = B \frac{S}{B} A_{\text{eff}} \frac{1}{2} \quad (1.10)$$

Porazdeljeni vir je tisti, kjer je $\alpha_{\text{vira}} \gg \alpha_{\text{antene}}$. Porazdeljeni viri so oblaki vodika, meglice (Orion). Enota gostoto moči P/B porazdeljenih virov je W/Hz oziroma kot šumno temperaturo T v Kelvinih:

$$\frac{P}{B} = 2k_B T \quad (1.11)$$

Moč signala porazdeljenega vira izmerimo na eni polarizaciji:

$$P_{\text{signala}} = B \cdot \frac{S}{B} \cdot \frac{1}{2} \quad (1.12)$$

in jo nato pomnožimo s faktorjem $1/2$, da dobimo celotno moč.

1.4 Razlike med optičnim in radijskim opazovanjem

Razlike med optičnim in radijskim opazovanjem so naslednje:

- v vesolju imamo ovire, ki absorbirajo določena elektromagnetna valovanja. Medzvezdni prah duši vidno svetlobo, ne absorbira pa radijskih valov.
- Mehanizmi sevanja nebesnih virov in lastnosti spektrov so zelo različni, imamo:
 - širokopasovne toplotne vire,
 - širokopasovne vire, ki ne sevajo toplotno,
 - ozkopasovne vire, ki lahko sevajo spontano oziroma stimulirano

Vodikova črta 21 cm je spontano sevanje, medtem ko je OH maserska črta 19 cm **je** stimulirano sevanje.

Ozkopasovni viri omogočajo povsem drugačna opazovanja od širokopasovnih virov. Njim lahko določimo hitrost iz Dopplerjevega premika, kar pri širokopasovnih virih ni mogoče.

1.5 Kratka zgodovina radioastronomije



Slika 1.3: Radioteleskop: Grote Reber Wheaton, Illinois, 1937[16]

1932 Karl Jansky odkrije sevanje iz vesolja v področju radijskih kratkih valov
1939–1943 Grote Reber izdelava prvi radijski zemljevid neba na 160 in 480 MHz
Leta 1945 Van der Hulst teoretsko napove ozkopasovno sevanje atomarnega vodika na frekvenci 1.42 GHz.

Leta 1951 je bilo prvo opazovanje sevanja vodikove črte 21 cm, posledica opazovanj je odkritje spiralne oblike naše galaksije Rimske ceste.

Leta 1963 je bilo prvo opazovanje OH maserske črte 19 cm. Z opazovanjem številnih drugih črt odkrijejo različne elemente in molekule v vesolju.

Leta 1990 z razvojem satelitske televizije postanejo amaterskim radioastronomom dostopne antene, polprevodniki za LNA in sprejemniki.

1.6 Vrste sodobnih radioteleskopov



Slika 1.4: Skupina anten ALMA[17]

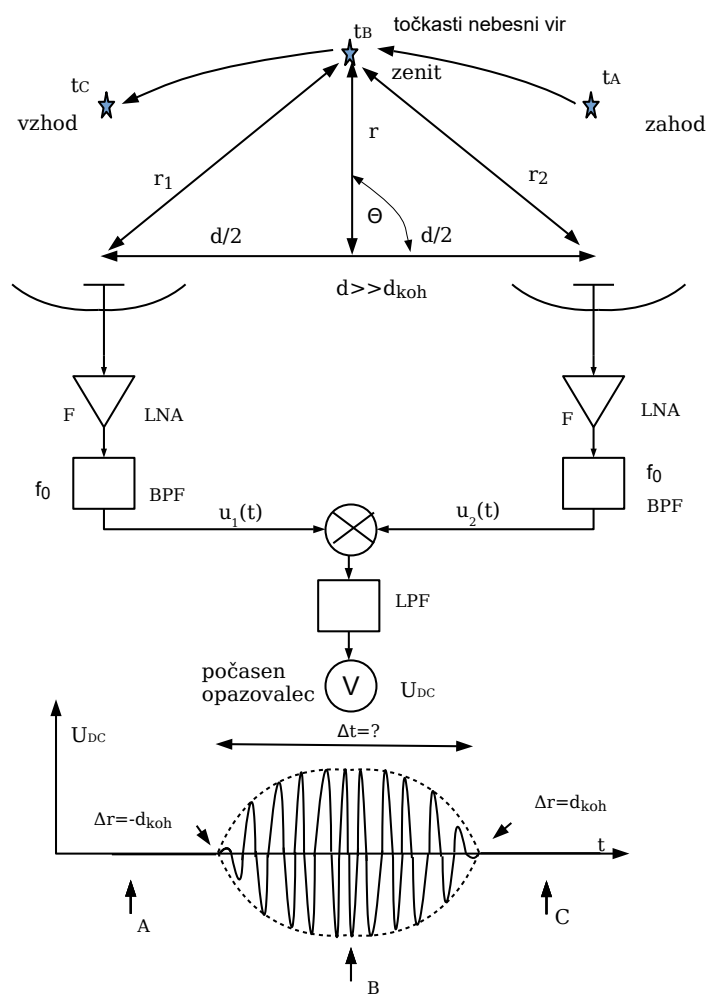
Poznamo različne vrste radioteleskopov:

- ena samo velika antena,
- skupine anten,
- interferometri.

Pri sprejemanju šuma z radioteleskopom, ki ga oddaja nebesni vir, naletimo na naslednje probleme:

- Določitev položaja nebesnega vira. Pri tem smo omejeni z efektivno površino antene, oziroma njenim prostorskim kotom.
- Razmerje signal/motnja je nizko. Koristen signal zvezde je skrit v šumu.

Radioteleskop, ki ga gradimo, prilagodimo različnim zahtevam in možnostim. Ena sama velika ena antena ima veliko ločljivost in zbere veliko signala. Podobno zmore skupina anten. Na sliki 1.4 je ena taka skupina anten. Z interferometrom lahko določimo točen položaj nebesnega vira. Interferometer je prikazan na sliki 1.5.



Slika 1.5: Širokopasovni interferometer

Za interferometer potrebujemo najmanj dva radioteleskopa. Ločljivost določimo takole:

$$\begin{aligned}
 d_{koh} &= \frac{c_0}{B} \quad \text{koherenčna dolžina} \\
 r_1 - r_2 &= \Delta r(t, d) \quad \text{časovna spremenljiva razlika poti} \\
 r_1 &\approx r + \frac{d}{2} \cos \theta \\
 r_2 &\approx r - \frac{d}{2} \cos \theta \\
 \theta &\approx \frac{\pi}{2} \\
 \theta &= \frac{\pi}{2} + \alpha \\
 \cos\left(\frac{\pi}{2} + \alpha\right) &= -\sin \alpha \\
 \Delta r &= d \cos\left(\frac{\pi}{2} + \alpha\right) \approx d\alpha \\
 \text{točnost} \quad |\Delta r| &< d_{koh} = \frac{c_0}{B} \\
 |\Delta r| &< \frac{c_0}{B} \\
 |d\alpha| &< \frac{c_0}{B} \\
 |\alpha| &< \frac{c_0}{dB} \quad \text{točnost meritve položaja zvezde v radianih}
 \end{aligned}$$

Največji razliki poti, pri kateri še opazimo interferenco, se imenuje koherenčna dolžina. Vzdolžna **prečna** koherenca je razlika poti, ki jo mora svetloba prepotovati, da interferenca izgine. Ko je vzdolžna koherenčna dolžina večja od razdalje med antenama, to omenjemo ozkopasovni interferometer.

Bolj primerna je izdelava širokopasovnega interferometra, kjer je $d \gg d_{koh}$. Tak interferometer imenujemo interferometer z veliko osnovnico (large-baseline interferometer).

$$\begin{aligned}
 B &= 2MHz \quad d = 30 \text{ km} \\
 |\alpha| &= \frac{c_0}{dB} = 0.0016 \quad \text{radianov}
 \end{aligned}$$

Razdalja do zvezde, ki jo opazujemo, se spreminja zaradi vrtenja Zemlje, zato se tudi časovno spreminja razlika faze signala zvezde, ki ga sprejemata

anteni. Medtem, pri drugih motnjah, ki jih sprejemata anteni, se faza signala ne spreminja. Lastni šum dveh ločenih sprejemnikov je nekoreliran in ne daje nobenega interferenčnega signala.

Za natančen položaj zvezde potrebujemo tri antene. Razdalja med njimi mora biti veliko večja od vzdolžne koherenčne dolžine. Točnost meritve nebesnega vira se povečuje z razdaljo med antenami in pasovno širino. Interferometer z veliko osnovnico se imenujejo VLBI.

1.7 Sevanje vodikove črte

Medzvezdni medij (ISM) prežema celotni galaktični sistem: nevtralni medzvezdni plin je praktično prisoten vsepovsod. Struktura tega medija je različna. Na eni strani so področja z zelo nizko gostoto plina, na drugi strani pa obstajajo področja z veliko gostoto plina. Medzvezdni medij se neprestano giblje. Notranja gibanja se prekrivajo z gibanjem galaksij. Stanje medija se razlikuje od področja do področja, saj je temperatura odvisna od lokalne vhodne energije in hlajenja. Obstajajo področja kjer se nahaja veliko prahu in različnih molekul ter hladnejši kraji, kjer so nahajajo samo posamezni atomi.

Nevtralni vodikovi atomi so prisotni v področjih, kjer je gostota medzvezdnega medija nizka. Zaznati ga je mogoče na valovni dolžini 21 cm. Dva energetska nivoja sta posledica interakcije med spinom elektrona in spinom protona. Ko vodikov atom preskoči v nižje energetske stanje, se izseva foton na valovni dolžini 21 cm. V laboratoriju so izmerili frekvenco 1.420405751786 GHz. Verjetnost da se zgodi spontani prehod je izredno majhna $A_{10} = 2.8688 \cdot 10^{-15} s^{-1}$. Zgodi se le vsaki 11.1 milijonov v povprečnemu vodikovemu atomu. Energija sevanja enega fotona je 5.87433 μeV . Dejstvo, da je vodikovih atomov veliko vzdolž linije pogleda pomeni, da so dogodki dovolj pogosti, da vodikove črte lahko izmerimo. Hulst je leta 1944 prvi napovedal prisotnost vodikovih črt. Leta 1951 jih je več različnih skupin tudi izmerilo.

Stolpčno gostoto atomarnega vodika na cm^2 izračunamo iz meritev:

$$N = 1.823 \cdot 10^{18} \int_0^\infty \frac{T(f)}{K} \frac{df}{km\ s^{-1}} \text{ atomov } cm^{-2}, \quad (1.13)$$

kjer je $T(f)$ šumna temperatura v odvisnosti od frekvence. Viri navajajo, da je gostota atomarnega vodika od 0.25 do 25 atomov na cm^3 . [11]. Širina spektra je manj kot 1 MHz. Če je radialna hitrost oblaka, kjer se nahaja nevtralni vodik veliko manjša od svetlobne, jo lahko izračunamo na naslednji način (Dopplerjev premik):

$$v_r = c \left(1 - \frac{f}{f_0}\right), \quad (1.14)$$

kjer je $f_0 = 1.4204 GHz$. [5]

Danes ocenjujejo, da je gostota vesolja brez temne snovi približno en vodikov atom na kubični meter praznega prostora. To pomeni, da je vidne le 12 % vse snovi. Dodatnih 15 % prispevajo fotoni kozmičnega prasevanja, še 10 % mase pa je v obliki nevtrinov. Temna snov tako predstavlja 63 % vse mase v Vesolju. [18]

Najmočnejša vodikova črta naše galaksije Rimske ceste seva kot črno telo s temperaturo 100 K v pasovni širini 200 kHz, kar ustreza signalu jakosti -126 dBm. Manjši krak galaksije seva s temperaturo 10 K v pasovni širini 200 kHz ali -136 dBm. Občutljivost GSM telefona znaša -106 dBm v pasovni širini 200 kHz kar pomeni 10000 K. Največji radioteleskopi merijo z dolgotrajno integracijo temperature nebesnih virov z ločljivostjo v mili Kelvinih.

Poglavje 2

Načrtovanje radioteleskopa za vodikovo črto

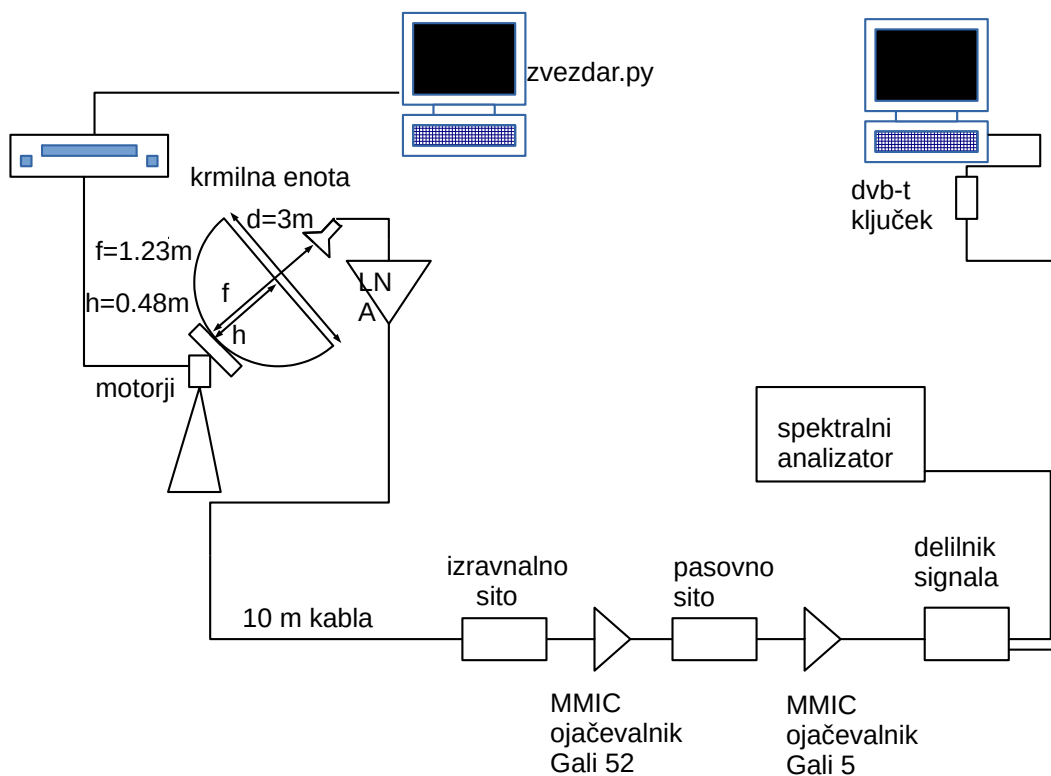
V naši nalogi želimo opazovati nebesne izvore radijskega sevanja, ki je sicer šum, vendar pa je za nas koristen signal. Smerni diagram določa kaj vidi naša antena. Naša antena vidi tudi okolico, kjer večina predmetov na Zemlji seva s temperaturo okoli 300 K. Poleg koristnega signala imamo tudi šum, ki ga dodaja sprejemnik.

Pri meritvi izvora vodikove črte naletimo na zvezne vire, kjer je vir prostorsko širši od tega, kar vidi naša antena. V tem primeru je občutljivost meritve neodvisna od velikosti antene. Večja antena nam v tem primeru pomeni le boljšo prostorsko ločljivost. Položaj zveznega vira lahko ocenimo s tem, v katero smer gleda naša antena. Natančnost ocene točnosti smeri določa širina našega smernega diagrama antene.

Najmanjša uporabna antena za opazovanje vodikove črte je parabolično zrcalo s premerom 1 m. Pogoji meritve narekujejo radioteleskop z eno samo veliko anteno.

Naš radioteleskop sestavljajo zbiralno zrcalo, motorji za azimut in elevacijo, krmilna enota za motorje z računalnikom, žarilec, LNA, pasovna sita in dodatni ojačevalniki. Signal lahko obdelamo s spektralnim analizatorjem ali DVB-T ključkom in z ustrezno programsko opremo na računalniku. Slika 2.1

prikazuje blokovni načrt radioteleskopa.



Slika 2.1: Blokovni načrt radioteleskopa

Naše parabolično zrcalo ima naslednje značilnosti:

$$\begin{aligned}
 d &= 309\text{cm} \\
 h &= 48.5\text{cm} \\
 f &= \frac{d^2}{16h} = 123\text{ cm} \\
 \frac{f}{d} &= \frac{123\text{ cm}}{309\text{ cm}} = 0.398
 \end{aligned}$$

Slika 2.2 prikazuje parabolično zrcalo, rotator in žarilec.



Slika 2.2: Parabolično zrcalo

Rotator Egis EPR-203 ima možnost sledenja 360° po azimutu in 90° po elevaciji. Točnost ponovljivosti položaja je približno 0.5° . Rotator vrti anteno približno 4° na sekundo po azimutu oziroma 2° elevaciji.

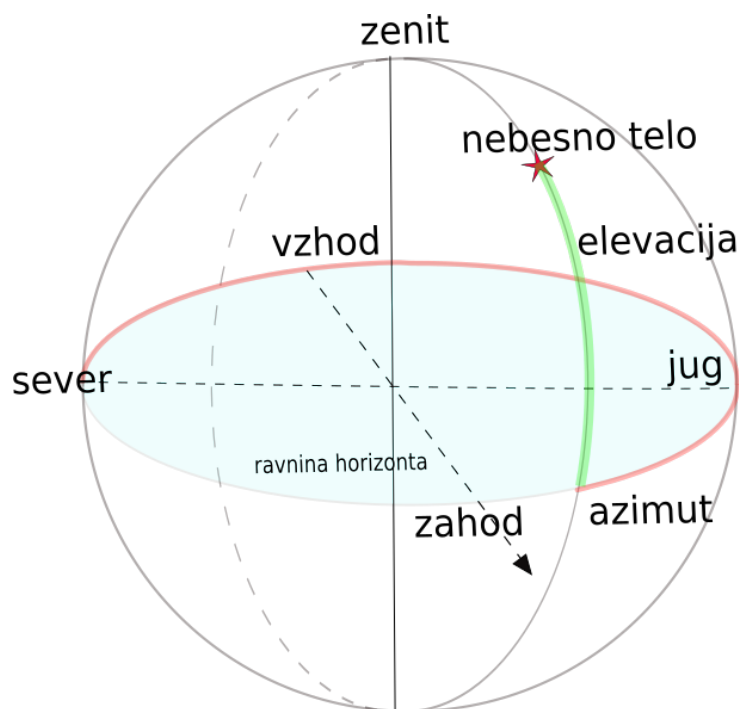
Krmilna enota Nitec EPS-103 krmili rotator. Funkcijo ORG krmilne enote postavi anteno v izhodiščni položaj. Izhodiščna lega je določena s končnimi stikali. Krmilna enota nato šteje impulze od izhodiščne lege do določenega položaja v obeh oseh vrtenja po azimutu in elevaciji.

Za določanje položaja nebesnih teles uporabljamo nebesni koordinatni sistem. Uporabljajo se različni nebesni koordinatni sistemi, vsi pa uporabljajo preslikavo zelo (neskončno) oddaljenih nebesnih teles na nebesno kroglo. Med seboj se razlikujejo samo po izbrani ravnini, ki razdeli nebesno kroglo na dva dela (dve polobli). Na nebesno kroglo preslikamo tudi koordinatni sistem, ki je podoben zemljepisnem koordinatnem sistemu. Nebesne koordinatne sisteme imenujemo po izbrani ravnini. Uporabljajo se:

- Horizontni koordinatni sistem uporablja krajevno ravnino, ki je za opazovalca pravokotna na smer proti zenitu. Koordinati sta azimut in elevacija. Azimut 0 je smer sever.

- Ekvatorski koordinatni sistem uporablja ravnino ekvatorja Zemlje. Koordinati sta rektascenzija in deklinacija. Rektascenzija 0 je v smeri pomladišča.
- Galaktični koordinatni sistem uporablja ravnino naše Galaksije. Koordinati sta galaktična dolžina in širina. Galaktična dolžina 0 je v smeri središča Rimske ceste. [24]

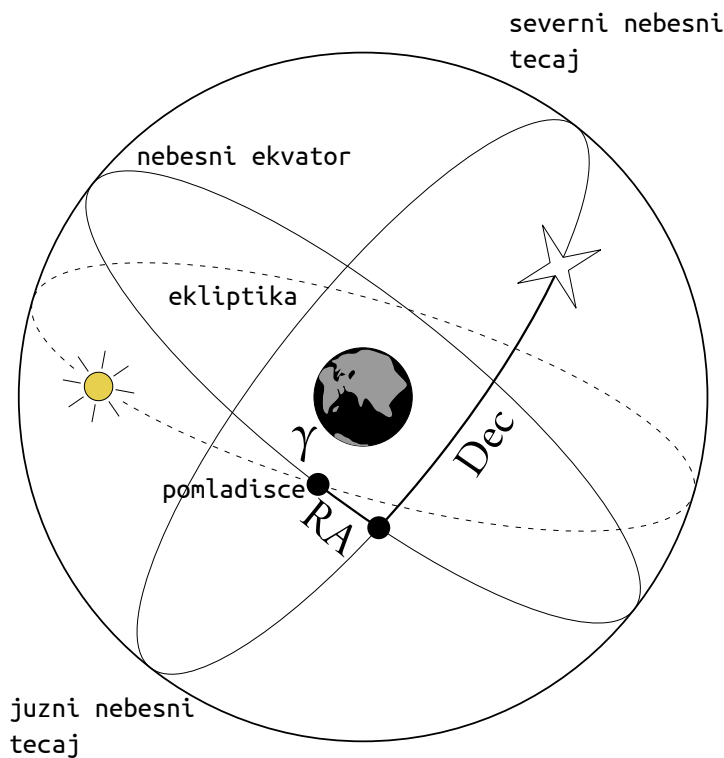
Koordinate nebesnih teles v horizontnem koordinatnem sistemu so odvisne od položaja opazovalca (glej sliko 2.3).



Slika 2.3: Definicija horizontnih koordinat [25]

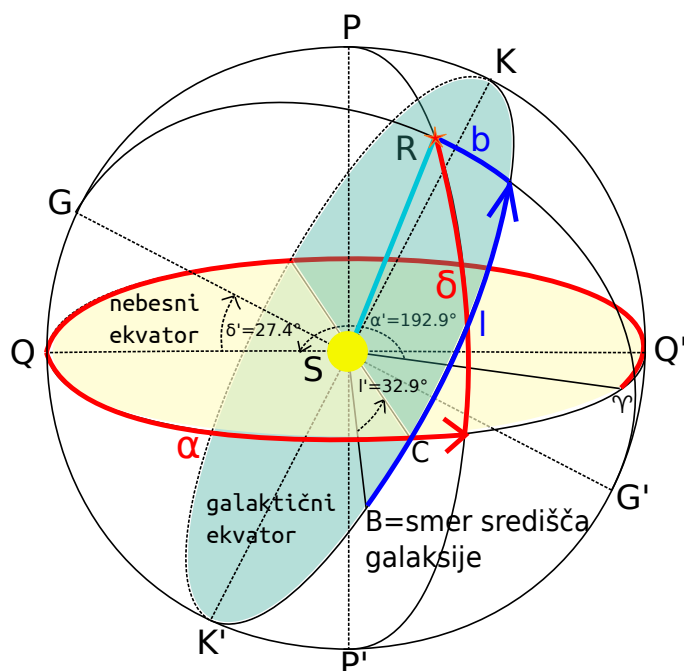
Ekvatorialni (nebesni) koordinatni sistem je desnoročni (x, y, z) in je odvisen od precesije osi Zemlje, ki ima periodo 26000 let. Izhodišče je v težišču Zemlje. Os z je v smeri osi vrtenja Zemlje. Os x je pomladišče (položaj Sonca na nebu ob pomladanskem enakonočju) in se označuje z γ . Koordinati

v tem sistemu sta rektascenzija (ura ali kot) in deklinacija (kot). Ekvatorski koordinatni sistem je prikazan na sliki 2.4



Slika 2.4: Definicija ekvatorskih koordinat [26]

Galaktični koordinatni sistem se uporablja za določanje lege nebesnih teles znotraj naše galaksije. Referenčna ravnina je galaktična ravnina. Ta ravnina gre skozi središče Rimske ceste tako, da vsa nebesna telesa Rimske ceste ležijo čim bližje ravnini. Ravnina torej poteka skozi težišče Rimske ceste. Presek te ravnine z nebesno kroglo je galaktični ekvator. Sonce trenutno leži blizu galaktične ravnine, kakšnih 100 svetlobnih let stran. Sonce potrebuje za pot okoli središča galaksije od 225 do 250 milijonov let. Galaktična ravnina tvori z ravnino ekvatorja Zemlje kot 62.8° . Točka kjer sta galaktična širina in galaktična dolžina enaki nič (smer proti središču Rimske ceste) je močni izvor radijskega sevanja z imenom Sagittarius A*.[28]



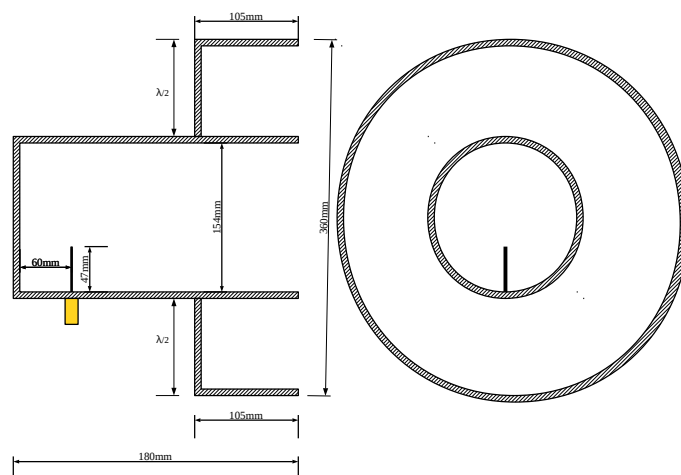
Slika 2.5: Povezava med galaktičnim in ekvatorskim koordinatnim sistemom: α -rektascenzija, δ -deklinacija, γ -pomladišče, l -galaktična dolžina, b -galaktična širina, B -Sagittarius A^* : smer središča Galaksije[27]

2.1 Žarilec

Žarilec je mala antena, ki osvetljuje parabolično zrcalo. V ta namen smo uporabili valovodni lijak z ovratnikom VE4MA. Žarilec je priključen na oddajnik in pretvarja izmenični tok radijske frekvence v radijske valove v praznem prostoru. Pri sprejemu se valovanje, ki ga je zbralo zrcalo, odbije v žarilec in pretvori valovanje iz praznega prostora v izmenični tok za sprejemnik.[9]

Žarilec načrtujemo tako, da čimbolj enakomerno osvetli zrcalo, da je impedančno prilagojen oziroma, da se čim manj valovanja odbije. Pri nas je impedančna prilagoditev še posebej pomembna, saj je žarilec povezan z LNA, ki ni brezpogojno stabilen in lahko zaradi impedančne neprilagojenosti nara-

ste šumna temperatura našega sistema. Žarilec naj bo izdelan tako, da senca žarilca ni prevelika. Žarilec smo izdelali po zgledu VE4MA.[12]. Načrt žarilca je prikazan sliki 2.6



Slika 2.6: Načrt žarilca za 21 cm

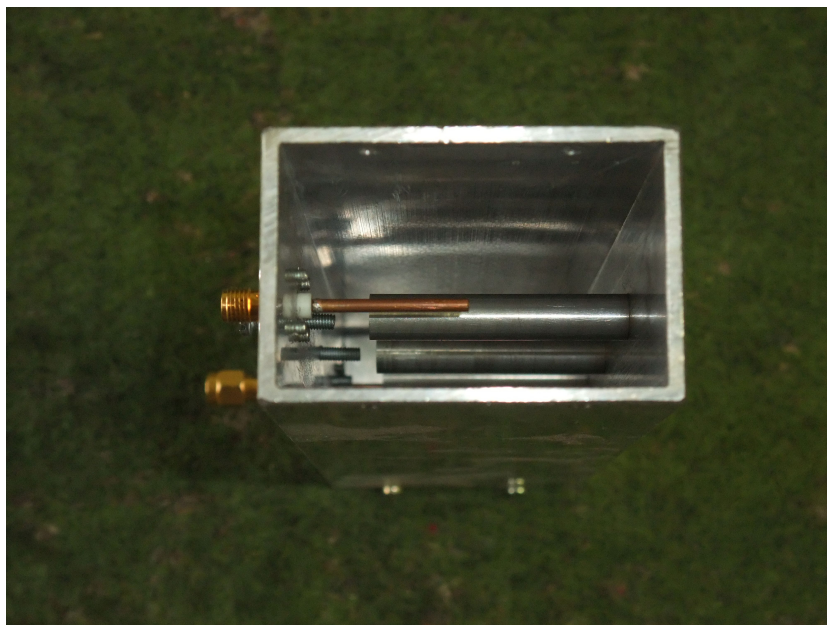
Kakšno polarizacijo žarilca potrebujemo je odvisno, kakšen vir opazujemo. Polarizirano valovanje lahko nastane pri prehodu skozi naelektrene delce v magnetnem polju ali pri različnih sevalnih procesih. Sevanje vodikove črte je večinoma nepolarizirano. Sevanje atomarnega vodika je spontano, zato je polarizacija naključna. Naša polarizacija žarilca je pokončno linearna. Preizkusili smo tudi vodoravno linearno polarizacijo in dobili enake rezultate.

2.2 Resonatorsko sito za 21 cm

Ozkopasovno sito lahko izdelamo kot

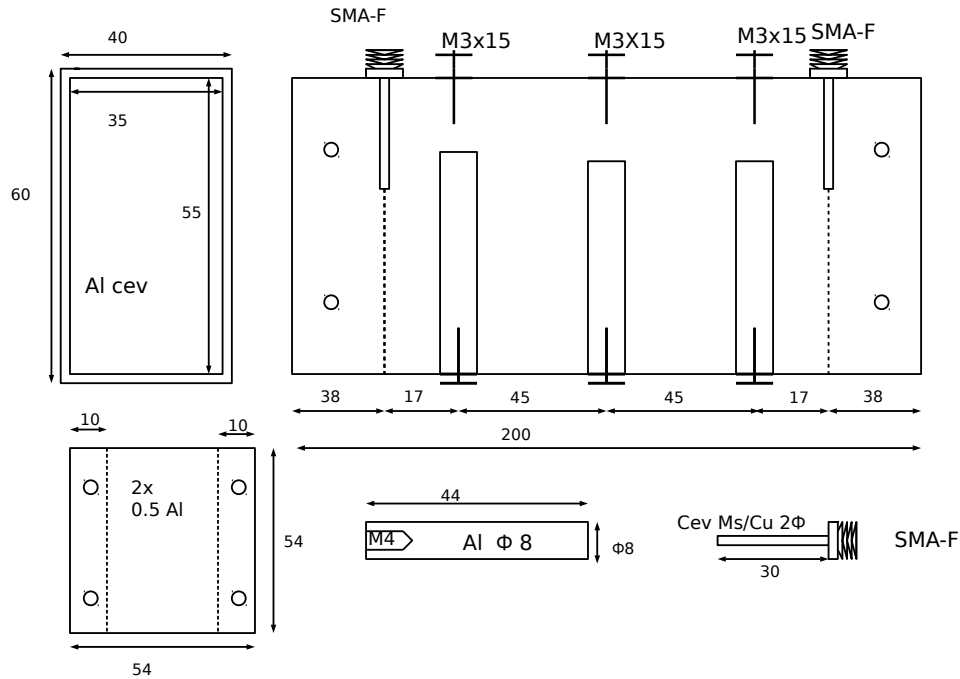
- frekvenčno sito, ki ga gradimo iz koncentriranih oziroma porazdeljenih, reaktivnih gradnikov ali kot

- resonatorsko sito oziroma votlinski resonator.



Slika 2.7: Pasovno sito za 21cm

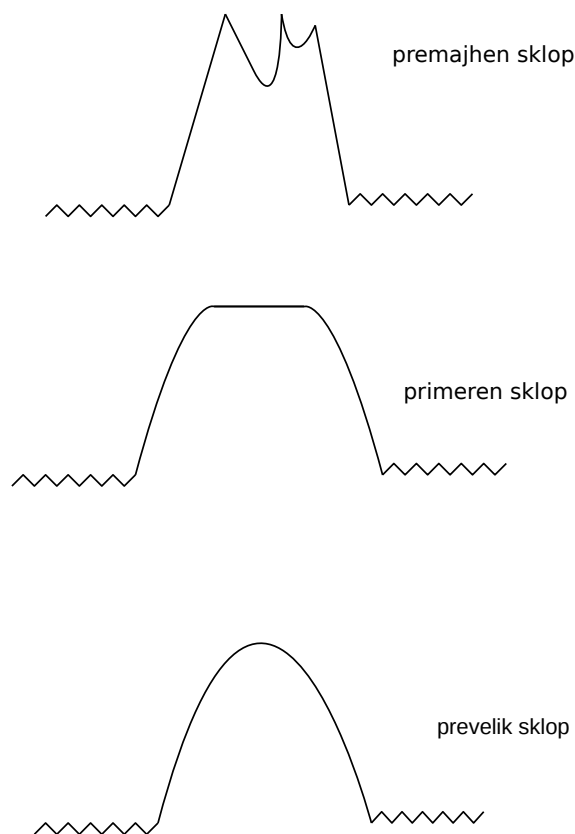
Resonatorska sita imajo ponavadi zelo lepe električne lastnosti: majhno vstavitveno slabljenje, strme boke in visoko slabljenje neželenih signalov. Lepe lastnosti moramo plačati z velikimi izmerami ter obilico zahtevnega mehaniskega dela (struženje, rezkanje).[6] Na slikah 2.8 in 2.7 je prikazano resonatorsko sito za 21 cm, pasovno širine 20 MHz in slabljenja 0.3 dB. Osrednja frekvenca našega sita je 1420 MHz. Sito sestavljajo trije resonatorji, to so tri alumijaste palčke premera 8 mm. Dolžina palčk je 44 mm. Pri izbiri dolžine palčk so upoštevali, da krajše so palčke, manjša je induktivnost in kapacitivnost in višja je resonančna frekvenca. Vhodni in izhodni sklop sta izvedena s pomočjo paličastih antenic, ki imata na koncu SMA vtičnico. Z dolžino antenic nastavimo elektromagnetni sklop in prilagodimo impedanco. Primeri preamajhnega in prevelikega sklopa so predstavljeni na sliki 2.9



Slika 2.8: Načrt pasovnega sita za 21cm

Pravilen sklop omogoča raven prepustni pas željene širine, ki ga dobimo z uglasenjem vseh treh resonatorjev. Resonatorje uglasujemo s pomočjo treh vijakov. S pomikanjem vijakov spreminjamo kapacitivnost, saj vijaki pomenijo kondenzator na koncu resonatorja. Vsi notranji deli sita morajo biti čim bolj čisti in gladki, da nam ne pokvariyo kvalitete resonatorjev.

Kvaliteta električnega resonatorja je okoli 3000.[6] Izmerjeno slabljenje sita je zelo majhno 0.3 dB. Pasovna širina našega sita je okoli 20 MHz, če bo želeli ožje, bomo morali imeti šibkejši sklop, torej moramo izbrati večjo razdaljo med resonatorji v cevi.



Slika 2.9: Odziv sita in vhodni/izhodni sklop

2.3 Nizkošumni ojačevalnik (LNA)

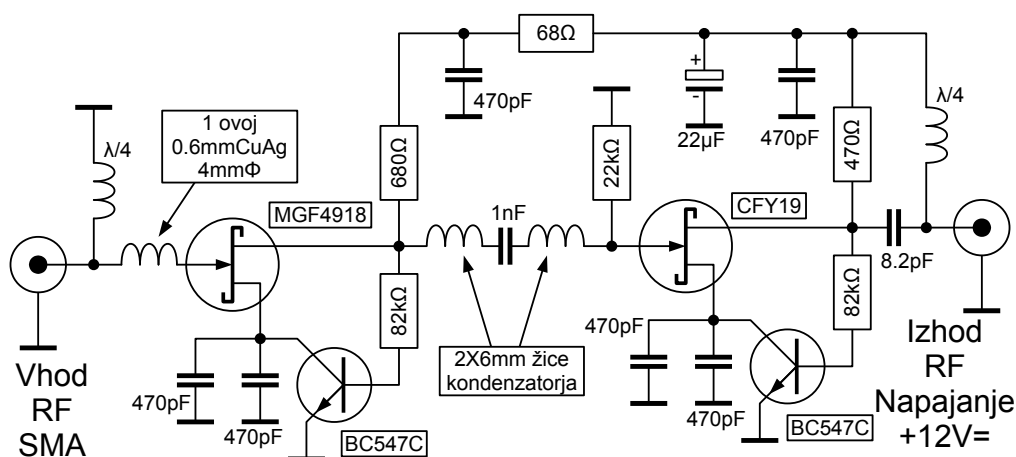
Sodobni polprevodniki kot so HEMTi izdelani na osnovi GaAs omogočajo šumno temperaturo sprejemnika pod 70 K v L področju in hkrati 15 dB ojačanja. Nizkošumni ojačevalnik je ojačevalnik, ki ojača šibke signale brez bistvenega poslabšanje razmerja signal šum. Ojačevalnik poveča moč signal in šuma na vходу. LNA načrtujemo tako, da dodamo čim manj dodatnega šuma. Za

vsako opazovanje z radijskim teleskopom je pomembno razmerje signal šum. Šum sestavljata dva izvora: to je šum, ki ga prejme antena T_A , in v katerem je prisoten naš koristen signal in dodatni šum sprejemnika T_S , ki ga dodajo elektronski elementi. Šumna temperatura našega nizkošumnega ojačevalnika je za nas pomemben podatek. Namesto šumne temperature lahko uporabljamo tudi šumno število F . [7]

$$F_{dB} = 10 \log_{10} \left(1 + \frac{T_S}{T_0} \right) \quad T_0 = 290 \text{ K.} \quad (2.1)$$

Nizkošumni ojačevalnik vgradimo v škatlico s pokrovom iz medeninaste pločevine, da izgube kablov ne motijo.

Nizkošumni ojačevalnik smo naredili po načrtu S53MV. [13]. LNA izdelamo v zračni konstrukciji. Razpoložljivi HEMTi in GaAsFETi so načrtovani za delovanje v frekvenčnem pasu pri 12 GHz pri $Z_k = 50 \Omega$. Na dosti nižji frekvenci 1.4 GHz so njihove optimalne impedance višje. Za visok Z_k izberemo zračno konstrukcijo. Nizkofrekvenčna bipolarna tranzistorja BC547C poskrbita za samodejno nastavljanje enosmerne delovne točke mikrovalovnih polprevodnikov MGF4918 in CFY19. LNA dobi napajalno napetost +12V po istem koaksialnem kablu za izhodni signal.



Slika 2.10: LNA v L frekvenčnem področju.



Slika 2.11: Konstrukcija LNA

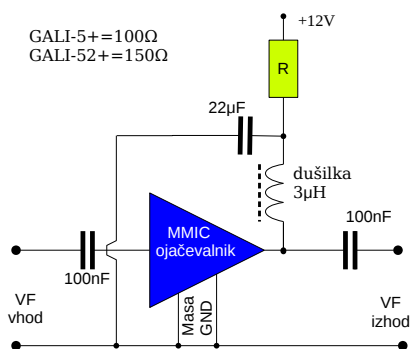
2.3.1 Dodatni ojačevalniki

Dodatni ojačevalniki, ki smo jih uporabili pri gradnji teleskopa so MMIC gradniki. To sta MMIC ojačevalnik GALI-52+ in GALI-5. Zaradi univerzalnosti imajo slabše šumno število in so brezpogojno stabilni.

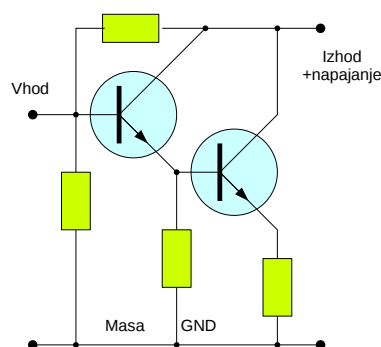
Vezje z MMIC ojačevalnikom in njegov načrt, ki ga uporabimo pri gradnji teleskopa, je na prikazan sliki 2.12.

2.3.2 Spektralni analizator

Za sprejemanje signala smo uporabili spektralni analizator Rigol DSA815. Frekvenčni pas smo nastavili na 2 MHz. Video sito je bilo nastavljeno na 10 Hz (VBW). Ločljivost je 10 kHz (RBW). Razmerje $\frac{RBW}{VBW}$ pomeni faktor povprečenja, kar je $N = 1000$. Za \sqrt{N} se zniža prikaz šuma na spektralnem analizatorju. Običajna "trava" spetralnega analizatorja višine 10 dB se zniža na 0.3 dB.



(a) Vezje z MMIC ojačevalnikom



(b) Enostopenjski MMIC ojačevalnik

Slika 2.12: MMIC ojačevalnik

2.3.3 Programska oprema za obdelavo signala

Učinkovitost algoritma Fourierove transformacije je boljša s programsko opremo za obdelavo na računalniku kot na spektralnem analizatorju. Spektralni analizator je panoramski sprejemnik, ki meri vsako točko spektra posebej. Fourierova transformacija meri vse točke spektra hkrati. V gornjem primeru merimo spekter v 200 točkah, za kar potrebuje spektralni analizator 20 sekund, algoritem FFT za Fourierovo transformacijo za enakovredno meritev pa 0.1 sekunde.

2.3.4 DVBT ključek

Pri zajemu signala smo uporabljali ključek RTL2832U. Analogno-digitalni (A/D) pretvornik ključka je 8-bitni. Pri našem delu bi bil dovolj 4-bitni A/D pretvornik, saj je razpon jakosti signalov v radioastronomiji do 10 dB oziroma kvečjemu 20 dB, ko umerjamo sistem na Sonce. Najvišja frekvenca vzorčenja, ki jo zmore ključek, je 2 MHz. Pri uporabi DVB-T ključka prepustimo algoritem FFT in povprečenje programu na osebem računalniku.

Poglavje 3

Umerjanje teleskopa

Brez umerjanja teleskopa sledenje nebesnim virom in izračun Dopplerjevega pomika ni mogoč.

3.1 Umerjanje krmilnih motorjev antene

Za usmeritev zrcala na položaj nebesnega telesa, ki ga želimo opazovati, moramo umeriti krmilne motorje. Prenos z motorjev je za azimut linearen, medtem ko za elevacijo je nelinearen.

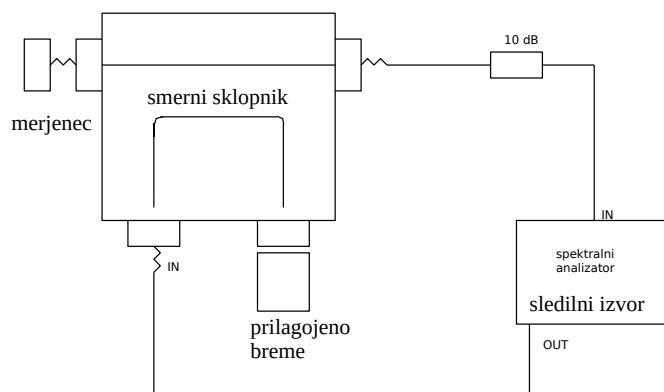
Elevacijo umerimo s kotomerom. Na vsakih nekaj stopinj elevacije, ki jih naredimo s pomočjo krmilne enote in rotatorja, izmerimo dejansko elevacijo s kotometrom. Dejansko pravilnost položaja antene preizkusimo z optičnem sledenjem Soncu. Sledenje izvedemo s pomočjo krmilne enote, ki jo nadzorujemo s pomočjo programa v programskem jeziku Python, ki se izvaja na osebнем računalniku.



Slika 3.1: Umerjanje teleskopa s pomočjo kotomera

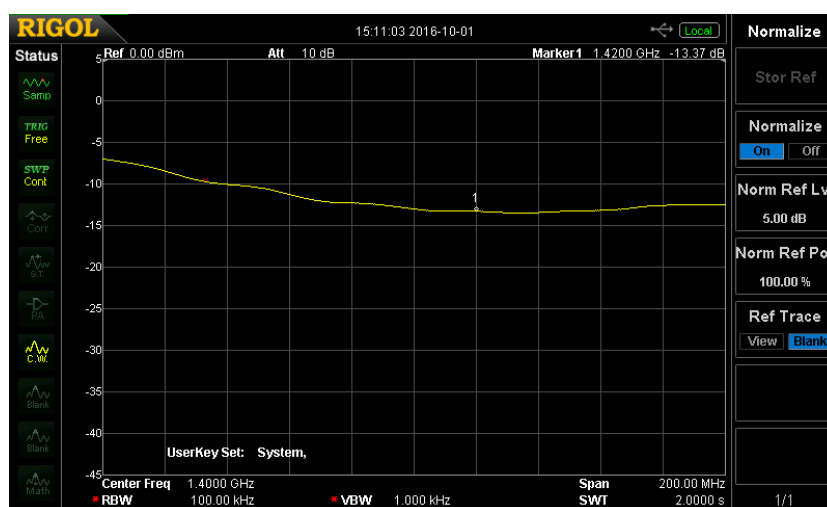
3.2 Meritve žarilca

3.2.1 Meritev impedančne neprilagojenosti



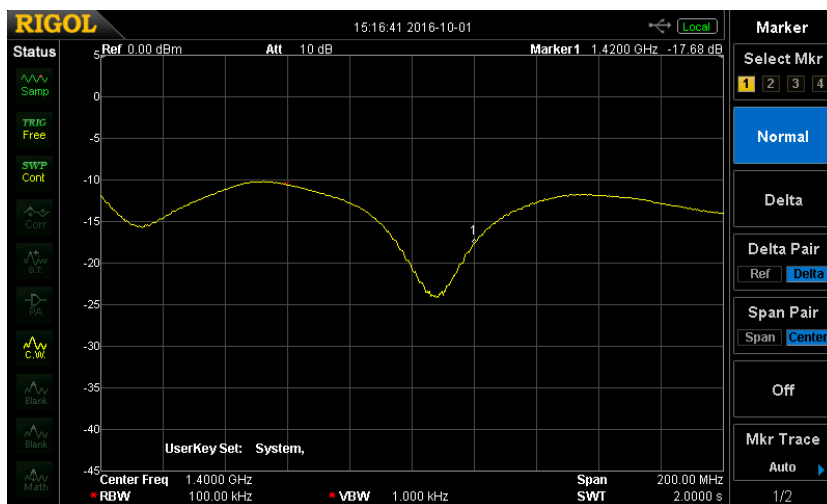
Slika 3.2: Postavitev meritve odbojnosti žarilca

Najprej ocenimo točnost meritve odbojnosti žarilca. Smernost uporabljenega merilnega sklopnika znaša 30 dB. Impedančna neprilagojenost nastane pri prehodu iz koaksialnega kabla v valovod, na odprtini valovodnega lijaka in zaradi odboja radijskih valov od zrcala. Prilagoditev žarilca smo najprej izmerili na prostem. Izvedba meritve je prikazana na sliki 3.2. Meritev prikazuje slika 3.3.



Slika 3.3: Meritev prilagojenosti žarilca na prostem

Razmerje odbitega in napredujočega vala za frekvenco 1.42 GHz je -13.4 dB. Če pa imamo žarilec nameščen pred zrcalo, se pojavi še odboj od zrcala in izmerimo drugačno impedačno prilagoditev. Valovanje, ki se je odbilo od zrcala, izniči del neprilagojenega valovanje, zato se impedančna prilagoditev, ki jo izmerimo, izboljša glede na meritev na prostem. Razmerje odbitega in napredujočega vala je za frekvenco 1.42 GHz je -17.8 dB. Pri nekoliko nižji frekvenci je to razmerje nižje, tam se odbiti val od zrcala in neprilagojen val odštejeta, pri višji frekvenci se pa vala seštejeta, kar pomeni slabšo prilagoditev. Meritev prikazuje slika 3.4.



Slika 3.4: Meritev prilagojenosti žarilca pritrjenega na zrcalo

3.2.2 Meritev smernega diagrama žarilca

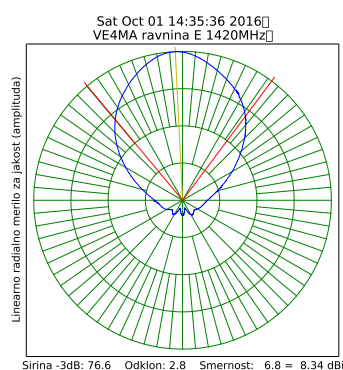
Žarilec mora biti postavljen v gorišče. Če ni v gorišču, se pojavi kvadratna napaka faze, zato žarilca se moremo poljubno premikati, čeprav bi lahko imeli boljše impedančno prilagoditev. Kvadratna napaka faze spremeni obliko smernega diagrama in dobitek antene.

Smerni diagram je definiran kot $E(\theta, \phi)$. Sevalni diagram je predstavitev relativne jakosti polja oddajne antene v odvisnosti od kota. Meritev postavimo tako, da se oddajna antena od sprejemnika nahaja v Fraunhoferjevem področju. Razdalja mora biti večja od r_{min}

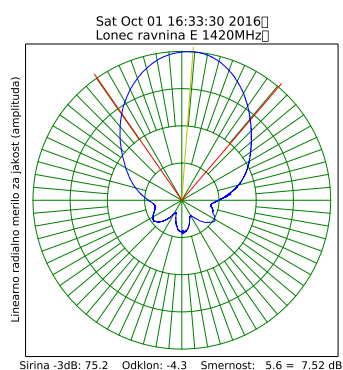
$$r > r_{min} = \frac{2d^2}{\lambda} \quad (3.1)$$

Smernost ($D \equiv \text{directivity}$) antene je definirana kot razmerje med gostoto sevane moči v željeni smeri in celotno sevano močjo vseh smereh. Da je rezultat neimenovano število, ga je treba pomnožiti še s polnim prostorskim kotom.[14].

Izmerili smo smerni diagram žarilca z ovratnikom po načrtu VE4MA in žarilec brez ovratnika.

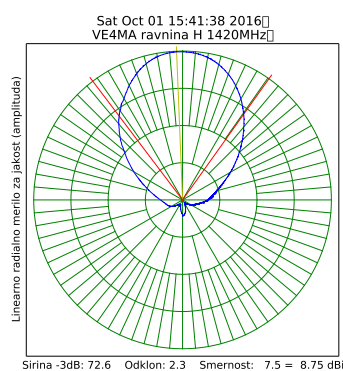


(a) Žarilec z ovratnikom VE4MA

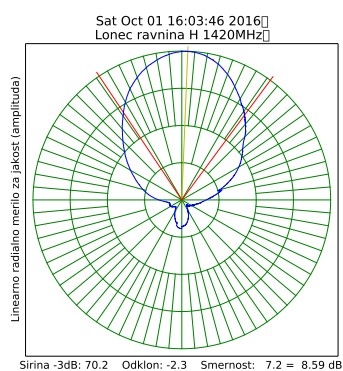


(b) Žarilec brez ovratnika

Slika 3.5: Meritev smernega diagrama v E ravnini pri 1420 MHz



(a) Žarilec z ovratnikom VE4MA



(b) Žarilec brez ovratnika

Slika 3.6: Meritev smernega diagrama v H ravnini pri 1420 MHz

Meritve so pokazale, da ima smerni diagram žarilec brez ovratnika več stranskih snopov kot žarilec z ovratnikom VE4MA. Stranski snopi povzročijo slabši izkoristek osvetlitve. To smo izmerili tudi pri meritvi šuma Zemlje. V primeru, ko je žarilec na zrcalu lonec brez ovratnika, ki ga prikazuje slika 3.7b, smo izmerili 5dB. Meritev z žarilcem z ovratnikom VE4MA, ki ga prikazuje slika 3.7a, nam da 7dB.



(a) Žarilec z ovratnikom VE4MA



(b) Žarilec brez ovratnika

3.3 Meritve LNA

Tabela 3.1: Meritev šumnega števila in ojačanja LNA

Merilnik		LNA rdeči HEMT	
f [MHz]	F_M [dB]	G_S [dB]	F_S [dB]
100	-0.0	10.90	7.78
200	-0.05	16.82	3.38
300	-0.07	21.57	2.16
400	-0.08	22.03	1.63
500	-0.04	23.82	1.34
600	-0.05	24.06	1.13
700	-0.10	23.70	0.97
800	-0.09	24.85	0.84
900	-0.15	24.84	0.76
1000	-0.15	25.45	0.66
1100	-0.15	26.70	0.49
1200	-0.27	28	0.40
1300	-0.17	28.60	0.40
1400	-0.11	28.38	0.45
1500	-0.37	28.61	0.48
1500	-0.16	27.55	0.53

Šumno število LNA smo izmerili z merilnikom šumne temperature HP8970 opremljen s šumno glavo HP346A z nizkim ENR okoli 5dB za meritve LNA.

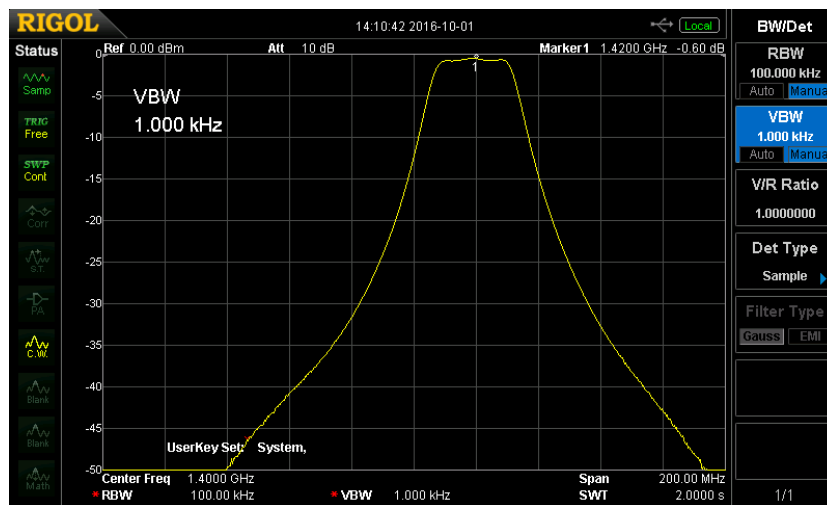
Meritve dodatnih MMIC ojačevalnikov so naslednje:

Tabela 3.2: Meritev šumnega števila in ojačanja MMIC ojačevalnika

Merilnik		GALI-5+		GALI -52+	
f [MHz]	F_M [dB]	G_S [dB]	F_S [dB]	G_S [dB]	F_S [dB]
1400	8.41	19.13	4.10	19.333	2.82

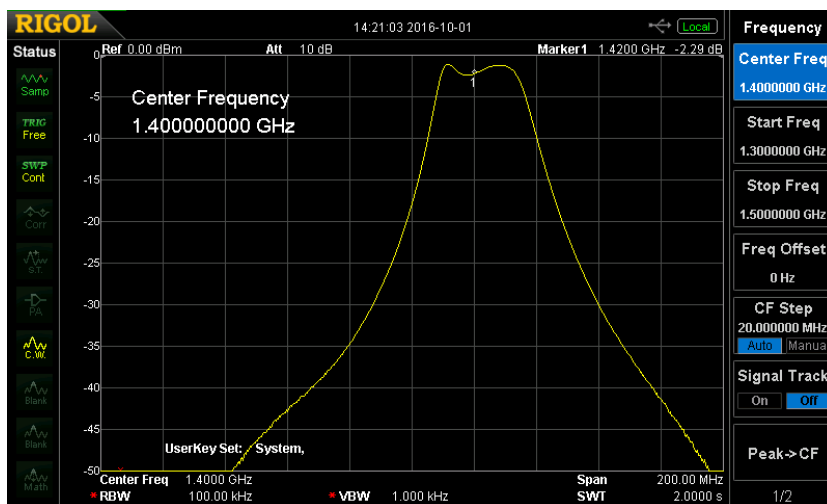
3.4 Merjenje votlinskih pasovnih sit

Prepustni pas našega sita je 20 MHz. Vstavitveno slabljenje je 0.3 dB. Odziv pasovnega sita je prikazan na sliki 3.8.



Slika 3.8: Odziv pasovnega sita

Pri vezavi z ostalimi električnimi gradniki teleskopa se zaradi odbojev odziv sita poslabša. To skušamo popraviti z izravnalnim sitom. Odziv izravnalnega sita je prikazan na sliki 3.9



Slika 3.9: Odziv izravnalnega sita

Za izravnalno sito uporabimo enako votlinsko sito na tri resonatorje, le da uglašujemo drugače od običajnega pasovnega sita.

3.5 Meritev šumne temperature sistema

3.5.1 Izpeljava in ocena šumne temperature sprejemnega sistema

Moč šuma P_N je premo sorazmeren pasovni širini B , in Boltzmanovi konstanti.

$$P_N = Bk_B T_A \quad (3.2)$$

Šum nas omejuje in nam določa najnižjo moč signala, ki smo jo sposobni določiti s prejemnim sistemom in je naša referenčna vrednost. [20] Šumna temperatura sistema določa kvaliteto sprejemnega sistema. Vsak gradnik in antena dodajo svoj prispevek šumne temperature. Ocenjujemo, da je $T_1 = T_{S1} + T_{nebo}$. T_{nebo} znaša 10 K, če ni v tej smeri nobenih dodatnih virov. Če anteno obrnimo v gozd dobimo dodatnih 7 dB ($T_2 = T_{S1} + T_{gozd}$).

Temperatura gozda, ki jo vidi naša antena, znaša približno 290 K.

$$\begin{aligned} 10 \log \frac{T_2}{T_1} &= 7 \text{ dB} \\ T_2 &= T_1 \times 10^{\frac{7}{10}} \end{aligned}$$

Iz $T_2 = T_1 \times 10^{\frac{7}{10}}$ izračunamo neznanu temperaturo T_{S1} .

$$\begin{aligned} T_{S1} + T_{\text{gozd}} &= 5 \cdot (T_{\text{nebo}} + T_{S1}) & T_{\text{gozd}} &\approx 290 \text{ K} & T_{\text{nebo}} &\approx 10 \text{ K} \\ T_{S1} &= T_{\text{antena}} + T_{\text{sprejemnik}} \\ T_{S1} &= 60 \text{ K} & T_{\text{sprejemnik}} &\approx 35 \text{ K} \\ T_{\text{antena}} &\approx 25 \text{ K} \end{aligned}$$

Pri 1400 MHz smo za LNA izmerili ojačanje 28 dB in šumno število 0.45 dB. To nam da šumno temperaturo 31.6 K. Ocenjujemo, da ostale stopnje sprejemnika dodajo majhen delež k šumni temperaturi sistema, saj je ojačanje na vhodu sprejemnika veliko. Prispevek ocenjujemo na 3 K. Skupno šumno temperaturo sprejemnika ocenjujemo na 35 K.

3.6 Meritv izkoristka osvetlitve antene

Izmerili smo, da meritev hladnega neba, ki ima 10 K, dodatnega šuma antene in šum našega sprejemnika, nam da 70 K ($T_{ref} = T_{neba} + T_{S1}$), kar je naša referenčna vrednost. Ko zrcalo usmerimo v Sonce, se nam signal poveča za 13.5 dB (T_3). Na spletni strani observatorija San Vito dei Normanni v Italiji je objavljeno, da je tisti dan aktivnost Sonca 69 SFU (solar fluks units) pri frekvenci 1415 MHz. Enota spektralne gostote moči SFU je $10^{-22} \frac{W}{m^2 Hz} =$

$10^4 Jy$.

$$\begin{aligned}
 T_S &= T_{REF} = 70 \text{ K} \\
 N_0 &= K_B T_{REF} = 1.38 \times 10^{-23} \frac{\text{J}}{\text{K}} \cdot 70 \text{ K} = 96.6 \times 10^{-23} \text{ J} \\
 N_0 &\equiv \text{spektralna gostota šuma našega sistema} \\
 13.5 \text{ dB} &= 10^{\frac{13.5}{10}} = 22.39 \\
 N_{0\text{sonce}} &= T_3 k_B = N_0 \times 10^{\frac{13.5}{10}} = 2162 \times 10^{-23} \text{ J} = 2161 \times 10^{-23} \frac{\text{W}}{\text{Hz}} \\
 N_{0\text{sonce}} &\equiv \text{spektralna gostota šuma sonca - izmerjen} \\
 N_{\text{sonce}} &= N_{0\text{sonce}} - N_0 = 2.066 \times 10^{-20} \frac{\text{W}}{\text{Hz}} \\
 \frac{S}{B} &= 69 SFU = 69 \times 10^{-22} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \text{Hz}} \\
 N_{\text{sonce}} &= \frac{S}{B} \frac{A_{eff}}{2} \frac{1}{2} \quad \text{merimo na eni polarizaciji} \\
 A_{eff} &= \frac{2N_{\text{sonce}}}{F} = \frac{2}{69} \frac{206.6 \times 10^{-22} \frac{\text{W}}{\text{Hz}}}{10^{-22} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \text{Hz}}} = 5.988 \text{ m}^2
 \end{aligned}$$

Izmere našega zrcala so naslednje:

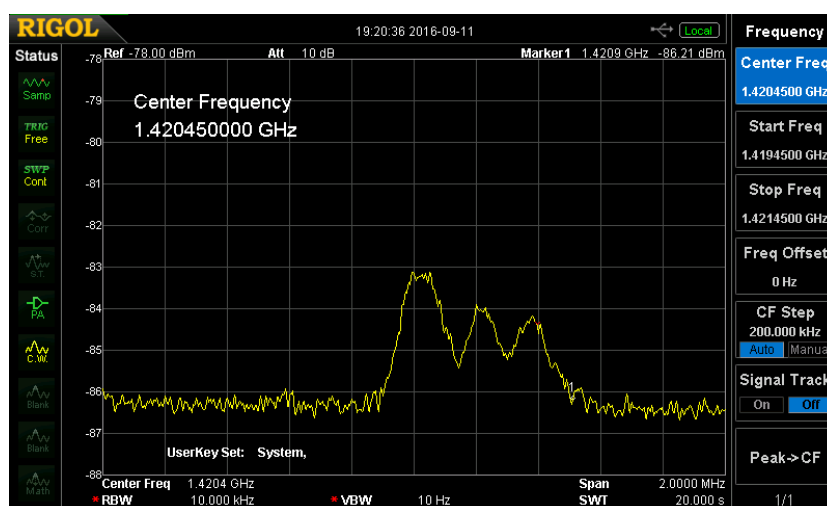
$$\begin{aligned}
 r &= d/2 = 155 \text{ cm} \\
 A_2 &= \pi r^2 = 7.548 \text{ m}^2 \\
 \eta_0 &= \frac{A_{eff}}{A_2} = 0.793
 \end{aligned}$$

Ocenjujemo, da je izkoristek našega zrcala 79.3 %.

[tu manjka manjka referenca F1EHN]

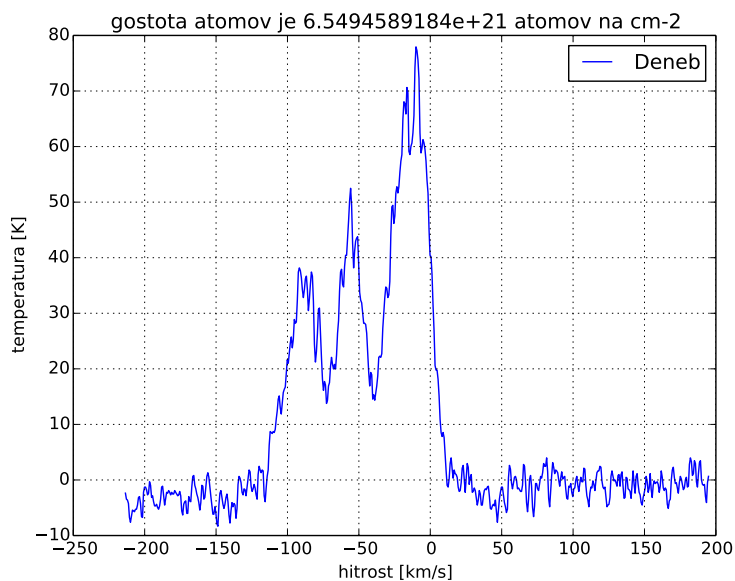
Poglavje 4

Opazovanje Vodikove črte

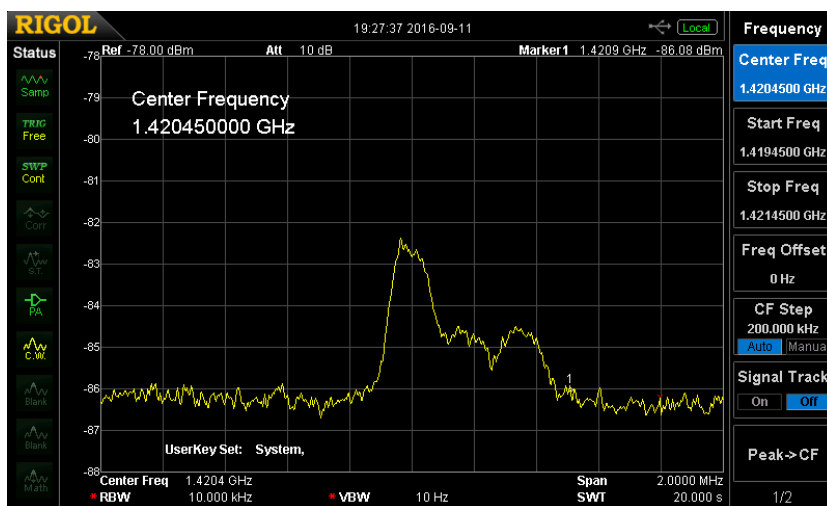


Slika 4.1: Meritev frekvenčnega spektra v smeri zvezde Deneb

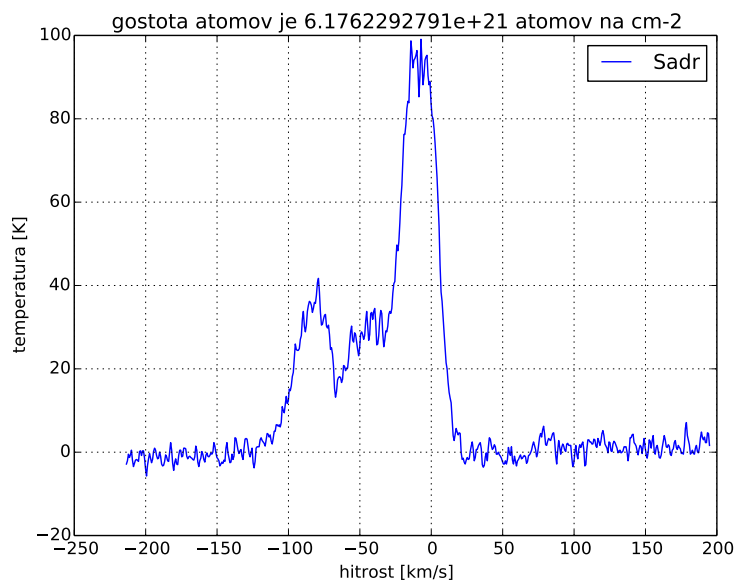
Na slikah 4.1 4.3 4.5 so prikazane meritve vodikove črte, ki smo jih posneli s spektralnim analizatorjem. Negativna hitrost na grafih pomeni, da se vir oddaljuje, pozitivna hitrost pa da se približuje. Stolpična gostota delcev, ki jih izračunamo iz meritev, pomeni koliko delcev je v oblaku, ki ga vidi antena, vzdolž pogleda.



Slika 4.2: Izračunana šumna temperatura sevanja vodikovih atomov kot funkcija hitrosti v smeri Deneba

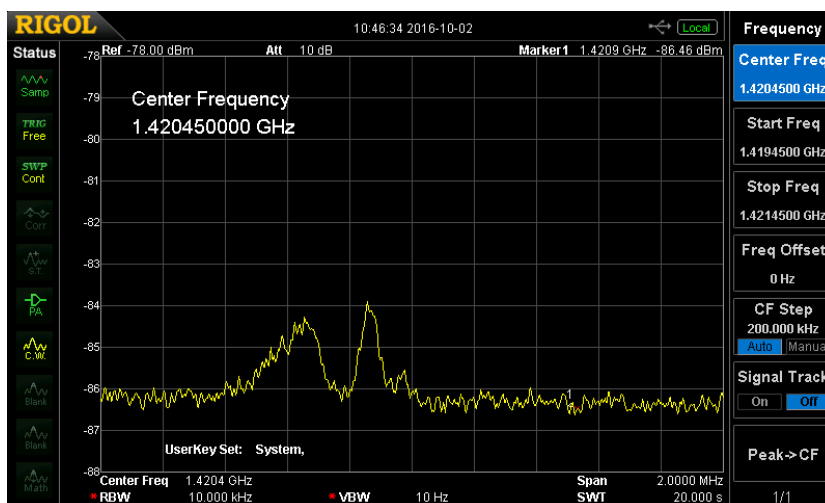


Slika 4.3: Meritev frekvenčnega spektra v smeri zvezde Sadr

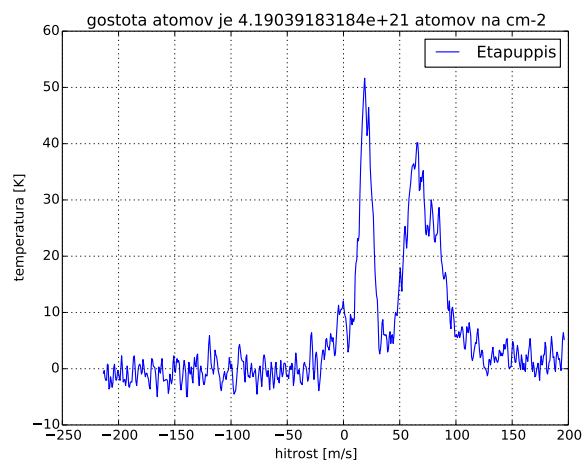


Slika 4.4: Izračunana šumna temperatura sevanja vodikovih atomov kot funkcija hitrost v smeri zvezde Sadr

V resnici se nekaj več, ker se Sadr nahaja skoraj točno v smeri porazdeljenega izvora Cygnus X, kar dvigne širokopasovni sum nasega sprejemnika.

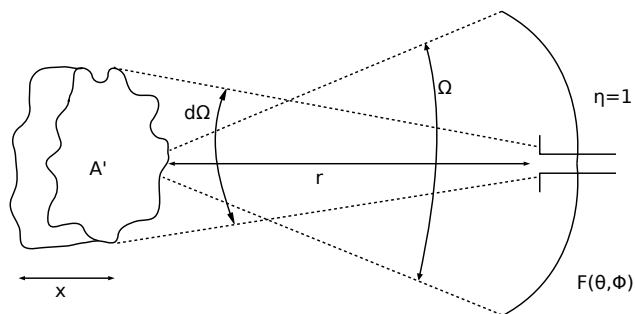


Slika 4.5: Meritev frekvenčnega spektra v smeri zvezde Etapuppis



Slika 4.6: Izračunana šumna temperatura sevanja vodikovih atomov kot funkcija hitrost v smeri Etapuppis

4.1 Izpeljava stolpične gostote



Slika 4.7: Izpeljava stolpične gostote

Stolpična gostota nam pove, koliko je delcev na cm^2 vzdolž smeri, ki jo opazujemo.

$$\begin{aligned}
 N &\equiv \text{gostota } [\text{m}^{-3}] \\
 NA'x &\equiv \text{število delcev} \\
 A_{eff} &\equiv \text{efektivna površina antene} \\
 F(\theta, \phi) &\equiv \text{amplitudni smerni diagram} \\
 D(\theta, \phi) &\equiv \text{smernost} \\
 \tau &\equiv \text{življenjska doba gornje energijske ravni oziroma čas } 1/e \\
 A_{eff}(\theta, \phi) &= \frac{\lambda^2}{4\pi} D(\theta, \phi) \\
 D(\theta, \phi) &= \frac{4\pi |F(\theta, \phi)|^2}{\int_{4\pi} |F(\theta, \phi)|^2 d\Omega} \\
 A_{eff}(\theta, \phi) &= \lambda^2 \frac{|F(\theta, \phi)|^2}{\int_{4\pi} |F(\theta, \phi)|^2 d\Omega} \\
 dP_0 &= \frac{NA'xhf}{\tau} \\
 A' &= r^2 d\Omega \\
 dP_S &= \frac{1}{2} \frac{dP_0}{4\pi} \Omega = \frac{dP_0}{4\pi} \frac{A_{eff}(\theta, \phi)}{r^2} \\
 dP_S &= \frac{1}{2} \frac{Nxhf}{\tau} \frac{d\Omega}{4\pi} A_{eff} = \frac{1}{2} \frac{NA'xhf}{\tau} \frac{d\Omega}{4\pi} \lambda^2 \frac{|F(\theta, \phi)|^2}{\int_{4\pi} |F(\theta, \phi)|^2 d\Omega} \\
 P_s &= \int_{4\pi} dP_S = \frac{1}{2} \frac{Nxhf}{\tau} \frac{\lambda^2}{4\pi} = \Delta f k_B T \\
 Nx &= \frac{8\pi k_B \tau}{hf\lambda^2} T \Delta f = \frac{8\pi k_B \tau}{hc_0 \lambda} T \Delta f \quad [\text{cm}^{-2}]
 \end{aligned}$$

Podatki za izračun so naslednji:

$$\begin{aligned}
 h &= 6.626 \cdot 10^{-34} \text{ Js} \\
 k_B &= 1.38 \cdot 10^{-23} \frac{\text{J}}{\text{K}} \\
 c_0 &= 3 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}} \\
 f &= 1420.405751786 \text{ MHz}
 \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
\lambda &= 21.106 \text{ cm} \\
\tau_{\frac{1}{2}} &= 3.4 \cdot 10^{14} \text{ s} \\
\tau_{\frac{1}{2}} &\equiv \text{razpolovni čas gornje energijske ravni} \\
\tau &= 5 \cdot 10^{14} \text{ s} \\
T &\approx 100 \text{ K} \\
\Delta f &\approx 100 \text{ kHz} \\
\Delta v &= c_0 \frac{\Delta f}{f} \approx 21 \frac{\text{km}}{\text{s}} \\
N_x &= \frac{8\pi k_B \tau}{h f \lambda^2} T \Delta f = \frac{8\pi k_B \tau}{h c_0 \lambda} T \Delta N_x = 3.82 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2}
\end{aligned}$$

Podatki za izračun po formuli NRAO [8]:

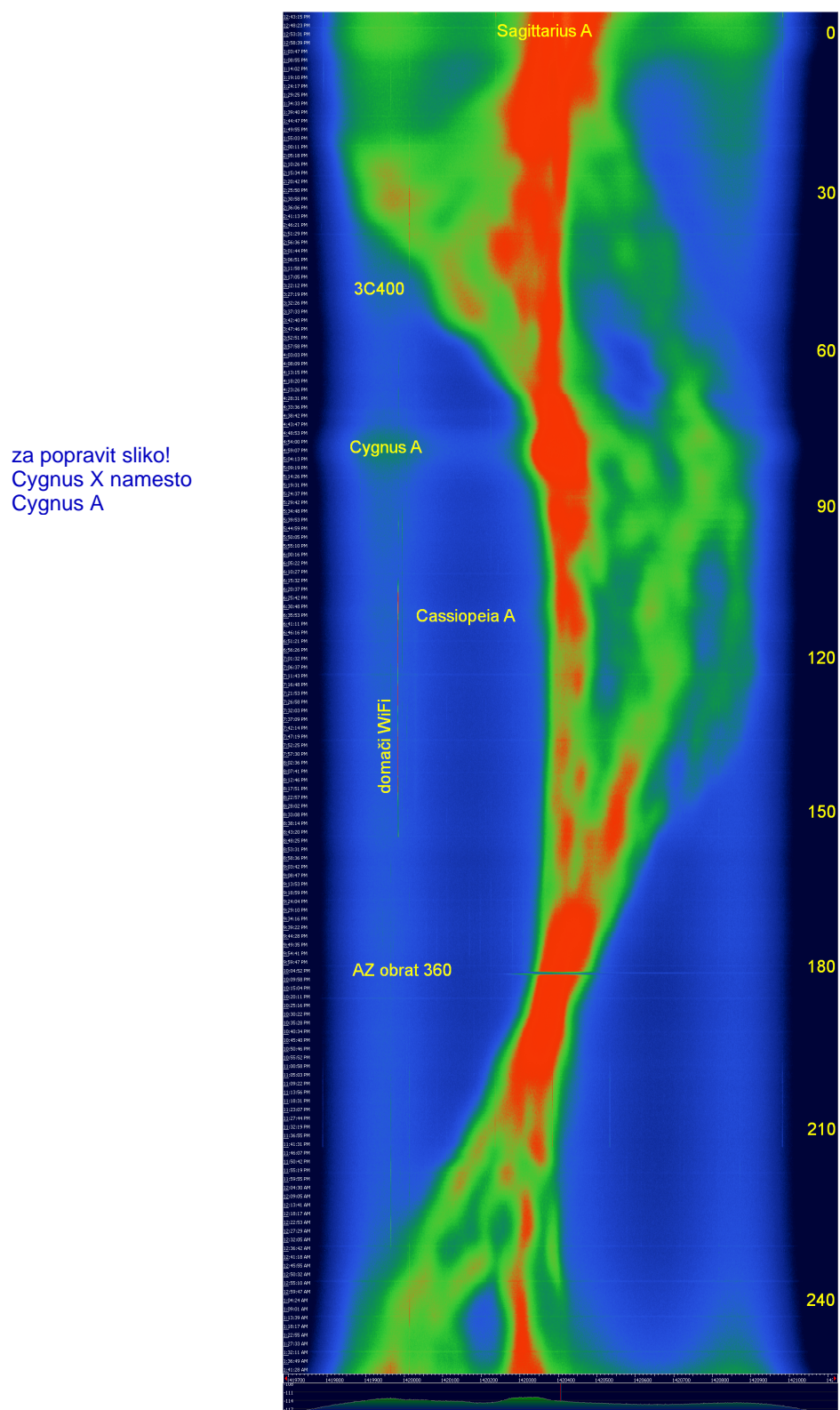
$$N_x[\text{cm}^{-2}] = 1.82 \cdot 10^{18} T[\text{K}] \Delta v\left[\frac{\text{km}}{\text{s}}\right] = 4.15 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2} \quad (4.1)$$

4.2 Meritve spektra vodikove črte v ravnini galaksije

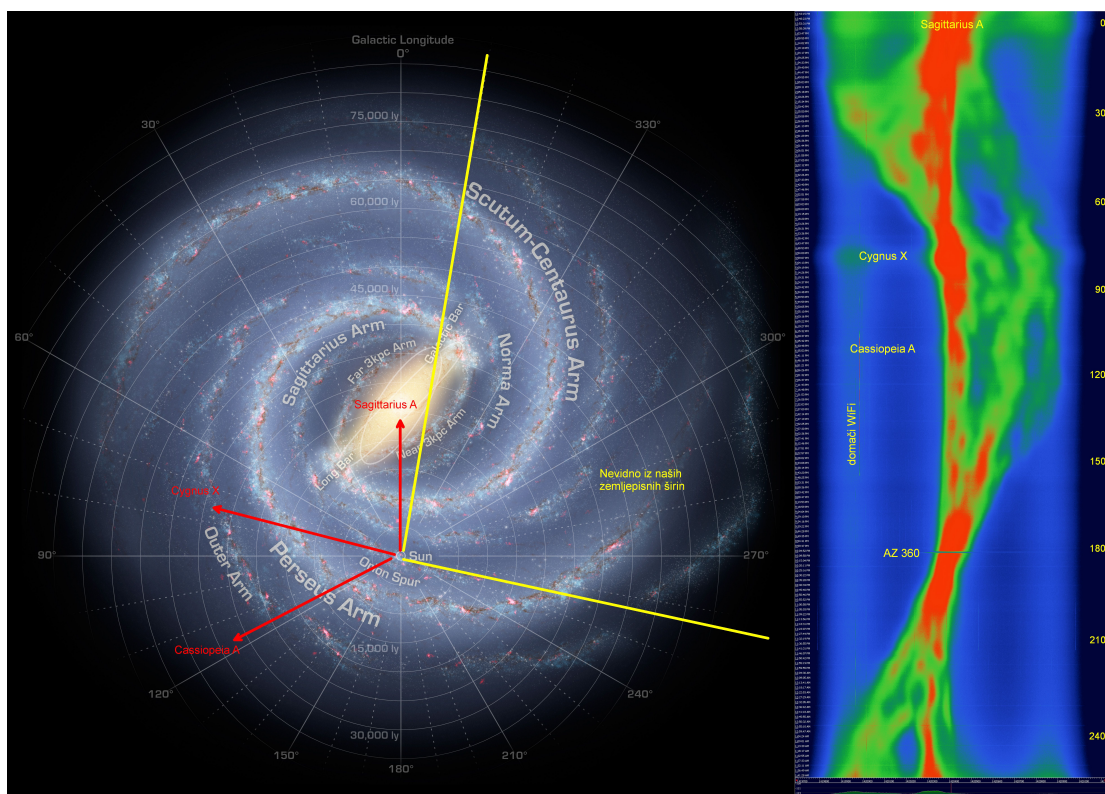
[\[manjka referenca spletna stran HSDSR\]](#)

Meritve spektra vodikove črte v galaktični ravnini smo naredili s programom HSDSR. Posnamemo lahko samo vidno del naše galaksije iz naše zemljepisne širine. Meritev traja 12 ur. Snemanje vodikove črte začnemo na -10° galaktične ravnine v območju tik pred Sagitariusom A. Meritev nadaljujemo po galaktičnem ekvatorju, kjer pri galaktični dolžini 76.1° naletimo na porazdeljeni širokopasovni vir Cygnus X. Pri galaktični dolžini 111.7° naletimo na ostanek supernove Cassiopeia A. Pri meritvi opazimo različne kotne hitrosti galaksije. Del galaksije v območju Sagittarius A se od nas oddaljuje, v območju Cassiopeia A se pa nam približuje. Pri meritvi vidimo najmanj štiri različne krake galaksije. Iz tega sledi, da je naša galaksija spiralne oblike.

4.2. MERITVE SPEKTRA VODIKOVE ČRTE V RAVNINI GALAKSIJE



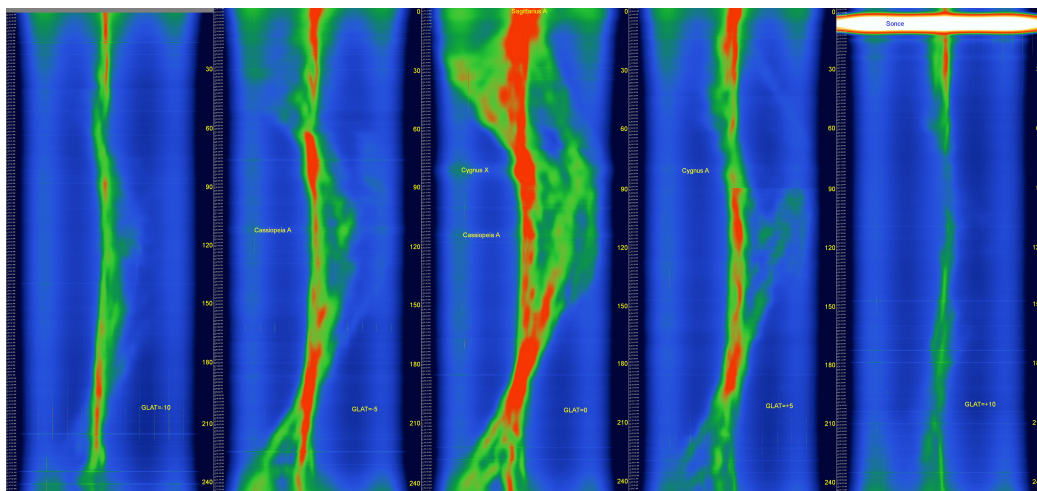
Slika 4.8: Spekter vodikove črte v galaktični ravnini



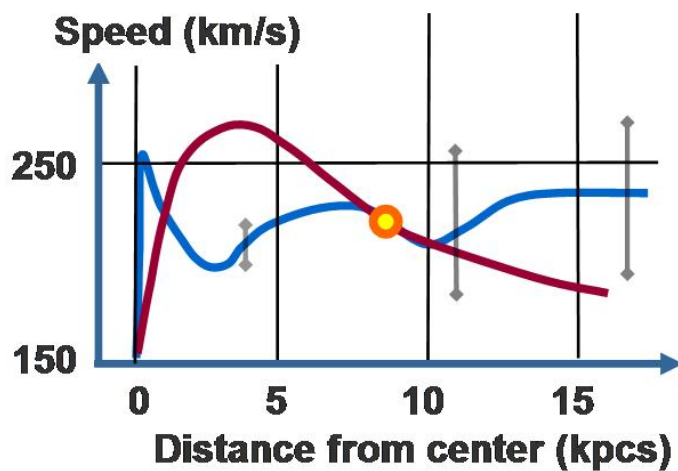
Slika 4.9: Spekter vodikove črte v galaktični ravnini in razlaga kaj lahko vidimo iz naše zemljepisne širine

V nadaljevanju 4.10 je prikazan spekter vodikove črte pri različnih galaktičnih širinah. Meritev začnemo pri -10° galaktične dolžine in končamo na 240° , kar je še vidno iz naših krajih. Meritev pri vsaki galaktični širini traja približno 12 ur.

4.2. MERITVE SPEKTRA VODIKOVE ČRTE V RAVNINI GALAKSIJE



Slika 4.10: Spekter vodikove črte v naši Galaksiji pri različnih galaktičnih širinah

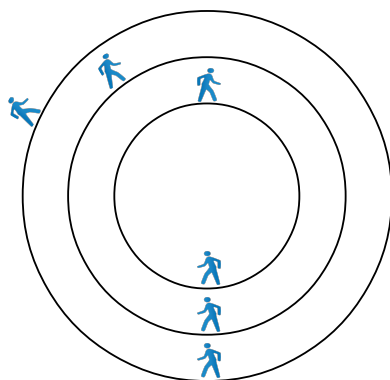


Slika 4.11: Izmerjena ter izračunana hitrost kroženja snovi v Galaksiji v odvisnosti od razdalje od središča [31]

Iz meritev porazdeljenosti mas zvezd in plinov ter hitrosti vrtenje galaksije opazimo kršitev tretjega Keplerjevega zakona. Na sliki 4.11 sta prikazana dva grafa funkcije hitrosti v odvisnosti od razdalje od težišča. Prvi upošteva

izračunane hitrosti v naši Galaksiji, ki sledijo iz tretjega Keplerjevega zakona, drugi pa upošteva izmerjene hitrosti.[31] Iz teh podatkov sledi, da naj bi obstajala v vesolju snov, ki jo ne moremo izmeriti s sedanjimi inštrumenti. Manjkajoči del astronomi imenujemo temna snov.

Na sliki 4.12 je prikazana podobnost med kroženjem snovi znotraj galaksije in tekači. Tekachi podobno kot vodikovi atomi ali zvezde, ki se nahajajo v rokavih galaksije potujejo po krožnici s konstantno obodno hitrostjo. Tekáč na notranji krožnici je v prednosti pred tekačem na sredinski krožnici. Tekáč na zunanji krožnici zaostaja za sredinskim. Tako krožno gibanje je značilno za galaksije. [29]



Slika 4.12: Podobnost med tekači po krožnici in kroženjem snovi znotraj galaksij[29]

4.3 Dopplerjevo slikanje Rimske ceste s programom HSDR

Program HSDR je SDR (Software Defined Radio) sprejemnik, ki lahko uporablja različne analogne vmesnike in deluje v družini operacijskih sistemov Windows. Kot analogni vmesnik uporabljamo USB DVB-T ključek s čipom RTL2832. Vse prikazane meritve smo opravili s programom HSDR inačica "2.75 Beta2".

Program HSDR vsebuje FFT spektralni analizator za vhodni visokofrekvenčni signal, različne demodulatorje za različne modulacije in dodaten FFT spektralni analizator za demodulirani zvočni signal. Slednji je napeljan tudi na zvočno kartico računalnika, da ga lahko poslušamo preko slušalk ali zvočnikov.

Od vseh opisanih funkcij uporabljamo za Dopplerjevo slikanje le FFT spektralni analizator za visokofrekvenčni signal. Različni demodulatorji nam lahko kvečjemu pomagajo poiskati izvore motenj, ter poiskati protiukrepe. Spektralni analizator prikaže izmerjeno jakost spektra v logaritemski (decibelski) skali na dva načina: kot graf frekvence in kot waterfall (časovni slap), kjer jakost opisuje barvna lestvica.

Za sprejem vodikove črte Rimske ceste je smiselno nastaviti osrednjo frekvenco RTL2832 natančno na frekvenco mirujočega vodikovega atoma 1420.406 MHz in frekvenco vzorčenja I/Q A/D pretvornika na 1.44 MHz. Čip RTL2832 zmore tudi višje frekvence vzorčenja vse do 3.2MHz, ampak to pri opazovanju Rimske ceste ni potrebno niti koristno, saj samo povečuje obremenitev računalnika in količino sprejetih motenj. V programu HSDR ne smemo pozabiti izključiti različnih samodejnih regulacij ojačenja (AGC), ki so sicer privzeto vključene v običajnem radijskem sprejemniku, a uničujejo rezultat meritev z radioteleskopom

Žal sedanja inačica programa HSDR (še) ne omogoča umerjanja spektralnega analizatorja. Na prikazanem spektru ostane vidna valovitost analognega sita za preprečevanje prekrivanja vzorčenega spektra (anti-aliasing filter) pred A/D pretvornikom. Ta valovitost gre do +/-0.5 dB v osrednjih dveh tretjinah spektra in hitro upade preko 3 dB na robovih. To je sicer odličen rezultat za analogno sito, ampak v radioteleskopu omejuje naše meritve na osrednji frekvenci 1 MHz proučevanega spektra.

Program HSDR omogoča različno velike FFT pretvorbe. Glede na programske omejitve faktorja povprečenja in v izogibanju motnjam, se je v radioteleskopu izkazala najučinkovitejša FFT pretvorba velikosti $2^{14} = 16384$, ki meri spekter visokofrekvenčnega signala z ločljivostjo $B = 87.9$ Hz (resolu-

tion bandwidth). Rezultat FFT pretvorbe v 16384 točkah se najprej povpreči že za prikaz na zaslonu prenosnega računalnika širine 1280 točk, kar vnaša faktor povprečenja približno 13. Dodatno povprečenje s faktorjem 2048, ki vključimo v samem programu, je enakovredno zelo ozkemu video situ.

Skupni N v Dickejevi enačbi je torej $N = 13 \times 2048 = 26624$, faktor zmanjšanja šuma $\sqrt{N} = 163$. Običajna "trava" spektralnega analizatorja je visoka okoli 10dB v logaritemski skali. Opisano povprečenje zniža višino "trave" šuma na okoli 0.06 dB. Za primerjavo, najmočnejši signal vodikove črte Rimske ceste doseže 4 dB, šibkejši kraki komaj 0.5 dB.

Za razliko od nekaterih drugih programov **HSDR** dovoljuje poleg visokih faktorjev povprečenja tudi zelo počasen waterfall (spektralni slap) v trajanju več ur čez cel zaslon računalnika. [33] Dopplerjevo slikanje Rimske ceste praktično izvedemo tako, da anteno počasi vrtimo v izbrani ravnini galaksije s programom `mlekar.py` v programskem jeziku `Python`. Začetek meritve in čas vrtenja antene skrbno izberemo tako, da pregledamo čim večji del Rimske ceste.

Glede na naklon ravnine Rimske ceste 62.8 stopinje iz naših zemljepisnih širin ne moremo videti celotne galaksije. V ravnini galaksije lahko na smiselni višini nad obzorjem vidimo le lok, ki začenja na galaktični dolžini približno 350 stopinj (-10 stopinj) in se zaključuje na galaktični dolžini približno 250 stopinj.

Opisano meritev moramo začeti ob tisti uri dneva, ko je začetna točka meritve najvišje nad južnim obzorjem (azimut 180 stopinj). Meritev moramo zaključiti natančno ob tisti uri, ko bo končna točka meritve spet najvišje nad južnim obzorjem. Končno ni vseeno, katera točka na galaktičnem ekvatorju je začetna in katera končna. Anteno moramo vrteti v takšni smeri, da bo galaktični lok med meritvijo čim višje na nebu. To pomeni praktično, da začnemo pri galaktični dolžini -10 stopinj, nadaljujemo po loku galaktičnega ekvatorja in meritev zaključimo pri galaktični dolžini 250 stopinj čez približno 12 ur. Hkrati predstavlja teh 12 ur ravno primeren čas za opisane faktorje povprečenja meritev. Pri izbiri loka meritve je potrebno upoštevati lokalne

ovire, ki senčijo pogled antene v določenih smereh kot tudi lokalne radijske motilce, ki kazijo meritve.

Program HSDR lepo opremi slap (waterfall) prikaz s časovnimi značkami. Hkrati program `mlekar.py` zapisuje položaj antene v galaktičnem, nebesnem in lokalnem koordinatnem sistemu skupno s časovnimi značkami ob vsakem premiku. Iz obeh lahko jasno razberemo, katera točka slapa (waterfall) ustreza kateri točki v galaksiji.

Zaslón prenosnega računalnika je sicer premajhen, da bi lahko zabeležil celotno Dopplerjevo sliko Rimske ceste. V ta namen poženemo še program, ki redno shranjuje slike namizja računalnika v brezizgubni obliki `.png`. Končno Dopplerjevo sliko Rimske ceste dobimo z obrezovanjem in lepljenjem posameznih sličic.

Običajno zlepimo skupaj pet sličic za celotno 12-urno potovanje po ravnini Rimske ceste. Časovnim značkam HSDR seveda dodamo oznake galaktične dolžine ali širine, imena nebesnih orientirjev in mogoče še znane radijske motnje na sliki, da jih kdo ne bi slučajno zamešal za veljavne signale.

Poglavje 5

Zaključek

V delu smo pokazali, da je uspešno opazovanje možno z majhno anteno in ceno elektroniko. Iz rezultatov naših meritev nedvomno sledi spiralna oblika galaksije. Atomarni vodik se ne nahaja samo v naši Galaksiji. Prisoten je v Andromedi in drugih galaksijah, vendar zahteva več ur integracije [32].
Uporabljena majhna antena z drugačnim žarilcem **omogoča** opazovanje marseške OH črte.

Z majhno anteno je možno tudi opazovanje pulzarjev.[32] Za opazovanje pulzarjev radioteleskop načrtujemo drugače kot za opazovanje vodikove črte. Pulzar je širokopasoven vir sevanja, medtem ko je sevanje pri vodikovi črti ozkopasovno. Če bomo želeli določiti bolj natančen položaj pulzarja, bi morali izdelati interferometer. V tem primeru je priporočljivo sodelovanje z drugimi amaterskimi radioastronomi, ki imajo anteno postavljeno daleč proč od nas in ima optično povezavo do nas.

Za umerjanje teleskopa smo kot merilni pripomoček uporabili Sonce. Sonce pa je lahko tudi predmet same meritve. Lahko bi poiskali tudi Luno.

Program HSDR ni najprimernejši program za naša opazovanja, saj ni bil načrtovan za takšno nalogo. Smiselno bi bilo razviti lastno programsko opremo (povprečenje, spektrogram), ki bila prilagojena našim potrebam. V programu HSDR pogrešamo umerjanje oziroma izravnavo frekvenčnega oziva.

Radioteleskop smo uporabljali v urbanem okolju. To ni njegovo idealno okolje. Opazovanje moti neželjeno sevanje (brežžična omrežja, računalniki, sodobna elektronika).

Literatura

- [1] Svetlobno leto. Dostopno na https://sl.wikipedia.org/wiki/Svetlobno_leto

- [2] Parsek. Dostopno na <https://sl.wikipedia.org/wiki/Parsek>

- [3] List of the most distant astronomical objects. Dostopno na https://en.wikipedia.org/wiki/List_of_the_most_distant_astronomical_objects

- [4] Radiometers. Dostopno na <http://www.cv.nrao.edu/course/astr534/Radiometers.html>

- [5] Professor Dr. K. Rohlfs, Dr. T. L. Wilson, "Tools of Radio Astronomy", Springer, 2004.

- [6] Matjaž Vidmar, S53MV, "Rezonatorsko sito za 23cm". Dostopno na: <http://lea.hamradio.si/~s53mv/archive/a360.pdf>

- [7] Matjaž Vidmar, "Visokofrekvenčna tehnika". Dostopno na <http://antena.fe.uni-lj.si/literatura/vt.pdf>

- [8] The HI 21 cm Line. Dostopno na: <http://www.cv.nrao.edu/course/astr534/HIline.html>

- [9] Feed horn. Dostopno na: https://en.wikipedia.org/wiki/Feed_horn

- [10] Matjaž Vidmar, "Antene in razširjenje valov 9". Dostopno na <http://antena.fe.uni-lj.si/literatura/ar.zap.pdf>
- [11] U.Klein, J. Kerp, "Physics of the interstellar medium". Dostopno na <https://astro.uni-bonn.de/~uklein/teaching/ISM/InterstellarMedium.pdf>
- [12] Paul Wade W1GHZ, "Feeds for Parabolic Dish Antennas". Dostopno na <http://www.qsl.net/n1bwt/chap6-3.pdf>
- [13] Matjaž vidmar S53MV, "Dvostopenjski predojačevalnik za L področje". Dostopno na <http://lea.hamradio.si/~s53mv/archive/a136.pdf>
- [14] Matjaž Vidmar "Laboratorijske vaje sevanje in razširjenje valov". Dostopno na http://antena.fe.uni-lj.si/studij/srv/navodila/opis_vajaSRV_03.pdf
- [15] Radiometer. Dostopno <http://www.cv.nrao.edu/course/astr534/Radiometers.html>
- [16] Reber Radio Telescope in Wheaton, Illinois, 1937 Dostopno na: http://www.nrao.edu/whatisra/hist_reber.shtml
- [17] ALMA: A new giant radio telescope for European astronomers. Dostopno na https://horizon-magazine.eu/media/alma-new-giant-radio-telescope-european-astronomers_en.html
- [18] Temna snov. Dostopno na https://sl.wikipedia.org/wiki/Temna_snov
- [19] Matjaž Vidmar S53MV, "Sestavljanje krožne polarizacije". Dostopno na <http://lea.hamradio.si/~s53mv/archive/a167.pdf>
- [20] Sebastijan Mrak: Satelitski sprejemnik za spremljanje svetilniškega signala satelita Alphasat v frekvenčnem pasu Q (Ka). Dostopno na <https://repositorij.uni-lj.si/Dokument.php?id=81859&lang=slv>

-
- [21] Martin Čopič, Marjan Hribar "Laser", Presek Dostopno na <http://www.presek.si/9/559-Copic-Hribar.pdf>
- [22] Angular resolution. Dostopno na https://en.wikipedia.org/wiki/Angular_resolution
- [23] <https://sl.wikipedia.org/w/index.php?curid=160353>
- [24] Nebesni koordinatni sistem. Dostopno na https://sl.wikipedia.org/wiki/Nebesni_koordinatni_sistem
- [25] Horizontni koordinatni sistem. Dostopno na https://sl.wikipedia.org/wiki/Horizontni_koordinatni_sistem
- [26] Equatorial coordinate system. Dostopno na https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Equatorial_coordinate_system_%28celestial%29.svg
- [27] Burga: File:Equatorial galactic coordinates transformation.svg Dostopno na https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Equatorial_galactic_coordinates_transformation.svg
- [28] Galaktični koordinatni sistem. Dostopno na https://sl.wikipedia.org/wiki/Galakti%C4%8Dni_koordinatni_sistem
- [29] Mal Wilkinson and John Kennewell "HYDROGEN-LINE OBSERVATIONS OF THE GALAXY AND THE MAGELLANIC CLOUDS". Dostopno na <http://www.spaceacademy.net.au/spacelab/projects/hlineobs/hlineobs.htm>
- [30] Spektroskopija zvezd in Galaksije. Dostopno na http://astro.fmf.uni-lj.si/web/index.php?option=com_content&view=article&id=9:spektroskopija-galaksije-sl&catid=4:raziskave&Itemid=4&lang=sl
- [31] Milky Way. Dostopno na http://en.wikipedia.org/wiki/Milky_Way

[32] F1EHN. Dostopno http://f1ehn.pagesperso-orange.fr/fr/f_radioastro.htm

[33] HDSDR. Dostopno na <http://www.hdsdr.de/>