Institut für Theoretische Physik und Astrophysik
Christian-Albrechts-Universität zu Kiel

Physikalisches Praktikum für Fortgeschrittene, Teil IIe

Radioastronomische Aufgaben
(Radiointerferometrie)

Aktuelle Semesterinformationen

Sommersemester 2025

Abgabetermin für die Protokolle: wie für den 'optischen' Teil

Kontakt

Name	Zimmer	Telefon	email
Joachim Köppen	328	880-4119	koeppen@astrophysik.uni-kiel.de
Tobias Illenseer	139	880-5110	tillense@astrophysik.uni-kiel.de

Inhaltsverzeichnis

Allgemeines
Ziele und Ablauf des Praktikums
Hinweise zum praktischen Betrieb
Kriterien für die Scheinvergabe
Protokoll

Allgemeines zur Radioastronomie
Radiohimmel, Radioteleskope, Strahlungsgrößen, Strahlungsdiagramm einer Antenne,
Interferometrie (summierendes Interferometer, Korrelationsinterferometer)

Instrumentierung und Software
InterferometerExplorer zum Vorbereiten,
Messungen mit KURT als Einzelspiegel,
KURT als Interferometer: Interferometer mit 2 Antennen, Interferometer mit N Baselines,
Bildrekonstruktion

Die Objekte am Himmel
Sonne, Mond, andere Radioquellen, Himmelsvordergrund

Vorprojekt: Die Fouriertransformation und ihre Eigenschaften

Projekte:
Notwendige Vorüberlegungen, Allgemeines
Projekt A: Wie sieht die Radiosonne aus?
Projekt B: Was können wir mit einem 2-Antennen-Interferometer über die Sonne erfahren?
Projekt C: Der Mond
Projekt D: Die Mondphasen
Projekt E: Die H II-Region M42 im Orion, oder andere bekannte Radioquellen
Projekt F: Ein rätselhaftes Objekt

Literatur
Lehrbücher, Artikel, Weblinks

Allgemeines

Ziele und Ablauf des Praktikums

Ziel dieses Praktikums ist es, einen Einblick in die Interferometrie als Beispiel im Radiobereich zu geben und diese wichtige Beobachtungsmethode kennenzulernen. Mit einem unsichtbaren Teleskop, das beim Institut in Kiel steht, und das in Abmessungen und Betriebsfrequenz (ca. 100 MHz – 350 GHz) frei konfigurierbar ist und für die Teilnehmer ständig zur Verfügung steht, werden Messungen der Radiostrahlung von Sonne, Mond und anderen Himmelskörpern durchgeführt. Das Instrument kann als Einzelteleskop mit technisch nicht zu verwirklichenden grossen Durchmessern betrieben werden, aber auch als ein aus zahlreichen Radioteleskopen bestehendes Interferometer, welches bei genügend großem Finanzaufwand in Kiel stehen könnte. Die Messung der Stärke der Kontinuumsstrahlung (Radiometrie) erlaubt die Bestimmung der Oberflächentemperaturen von Sonne und Mond. Die Interferometrie erlaubt es, mit Teleskopen von kleinem Durchmesser Himmelsobjekte mit derselben hohen Winkelauflösung zu beobachten wie mit einem nicht realisierbaren Einzelspiegel. Mit der dazu notwenigen besonderen Vorgehensweise kann man sich hier vertraut machen.

Die die Beobachtungen werden mit Hilfe einer Simulationssoftware durchgeführt, die das Verhalten eines Radioteleskops und die Daten in sehr realistischer Weise (basierend auf Erfahrungen mit wirklichen Instrumenten verschiedener Frequenzbereichen und unter unterschiedlichen Wetterlagen) wiedergeben. Die Datenqualität entspricht der von Geräten, die heutzutage z.B. für Amateure erhältlich und erschwinglich sind, ist also nicht ganz so gut, wie es heute den grossen Installationen technisch möglich ist. Die Rauschanteile werden entsprechend wirklichkeitsgetreu simuliert. Die Simulatoren sind über das Internet jederzeit erreichbar und erlauben somit eine vollständig selbständige Handhabung des Instruments. Darüber hinaus führt keine Fehlbedienung zu irgendwelchen Problemen oder Schaden am Gerät. Allerdings gibt es leider auch keine unvorhersagbaren Probleme wie Stromausfall, Getriebe- oder Motorschaden, oder Versagen der Empfangselektronik!

Trotz der ausführlichen Anleitung in diesem Skriptum ist es vor Beginn der Messungen zu jeder der Teilaufgaben sehr empfehlenswert, sich mit dem Betreuer zu besprechen, um anstehende Fragen zur Aufgabenstellung, der Benutzung des Radioteleskops und der Datenreduktion schon im Voraus sich klarer zu machen! Das erspart Fehlmessungen und verlorene Zeit ...

Weitere Informationen zum Praktikum sowie einige nützliche Weblinks und Zusatzmaterial finden sich auf dieser Webseite des **Instituts für Theoretische Physik und Astrophysik**

http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/praktikum

Hinweise zum praktischen Betrieb

Es ist sehr empfehlenswert, während der Beobachtungen – wie bei jedem anderen Experiment oder Messung – ein möglichst genaues Protokoll zu führen. Damit später bei der Auswertung keine Unklarheiten entstehen, ist es von Vorteil, alle Tätigkeiten und Reaktionen schriftlich festzuhalten, ebenso etwaiges Auftreten von unerwarteten Ereignissen. Etwaige Fehler lassen sich so besser rekonstruieren. Man verlasse sich nie vollständig auf das eigene Gedächtnis, so gut es auch sein mag, um später entscheiden zu müssen was diese oder jene Stelle in den Daten gewesen sein könnte. In den Dateien werden Zeit, Position des Teleskops und Messwert registriert, sowie einige Befehle.

Nichtsdestotrotz kann man sich auch Ergebnisse notieren, ebenso wie Überschlagsrechnungen, Eindrücke, Ideen, Planungen. Papier oder eine Textdatei sind sehr geduldig ... eine nicht notierte Zahl ist unter Umständen unwiederbringlich verloren!

Kriterien für die Scheinvergabe

Zur Erlangung des Praktikumsscheins sollten die folgenden Aufgaben erfolgreich absolviert und im Protokoll dokumentiert sein:

- ein- oder mehrmaliger Driftscan der Sonne mit einem Einzelspiegel beliebiger Größe und Frequenz, mit vollständiger Kalibrierung (Profils des Himmelsvordergrundes, Flusskalibrator) und Auswertung (Systemtemperatur, atmosphärische Abschwächung), Bestimmung der HPBW der Antenne, Ableitung der Oberflächentemperatur der Sonne.
- Interferometrie der Sonne, und Vergleich mit dem Driftscan auf derselben Frequenz mit einem genügend grossen Einzelspiegel vergleichbarer Winkelauflösung
- Driftscans und/oder interferometrischer Beobachtungen des Mondes bei verschiedenen Mondphasen bei einer Frequenz.
- Je nach Wahl und Interesse: eines der vorgeschlagenen Projekte oder einer Kombination oder Veränderung derselben ...

Protokoll

Das Protokoll zu jedem Versuch sollte unbedingt enthalten:

- Den Zeitpunkt der Messungen und die Beobachtungsbedingungen (Elevation und Azimut, gegebenenfalls die Position der Sonne)
- Sicherheitshalber sollten die vorherrschenden Wetterverhältnisse vermerkt und gegebenenfalls bei der Auswertung berücksichtigt werden.
- Die Daten, Grafiken oder Bilder (ggf. Angabe des Pfadnamens, wo im Praktikumsverzeichnis die Bilder zu finden sind)
- Eine Erklärung, um was für Messdaten es sich handelt (dabei müssen keine Kapitel aus Büchern abgeschrieben werden – kurz und knapp, aber präzise reicht), wie diese gewonnen wurden und eine Beschreibung der Parameter, die in die Messung eingehen
- Eine Interpretation der Ergebnisse (dies ist der wichtigste Teil!). Dazu gehört eine Identifikation der Fehlerquellen und deren Abschätzung, ihre Auswirkung auf die Ergebnisse, und ein Vergleich mit theoretischen Werten, mit abschließender kritischer Diskussion.

Der Umfang des Radioastronomie-Teils darf insgesamt 20 Seiten nicht überschreiten. Man achte also darauf, den Platz gut zu nutzen um Messungen und Analysen genau, klar und verständlich darzustellen. Es ist selbstverständlich, dass der Text ausschließlich auf eigenen Gedanken beruht und diese in einem logischen Zusammenhang verständlich macht. Man sollte nicht übersehen, dass man selber mit allen Einzelheiten des Versuchs vertraut ist, der Leser aber nicht. Daher müssen ihm alle diejnigen Details und Parameter mitgeteilt werden (kurz und knapp, aber präzise), die er zu seinem Verständnis braucht.

Bitte die vollständigen Dateien mit den Beobachtungsdaten, einschliesslich der Kopfzeilen mit den Instrumentparametern, aufheben und mir (für mein Archiv) schicken.

Allgemeines zur Radioastronomie

Der Mensch besitzt kein Sinnesorgan für Radiostrahlung, aber sie ist vorhanden, z.B. als langwelliger Teil der Wärmestrahlung, und der Himmel ist voll von Radioquellen.

Der Radiohimmel

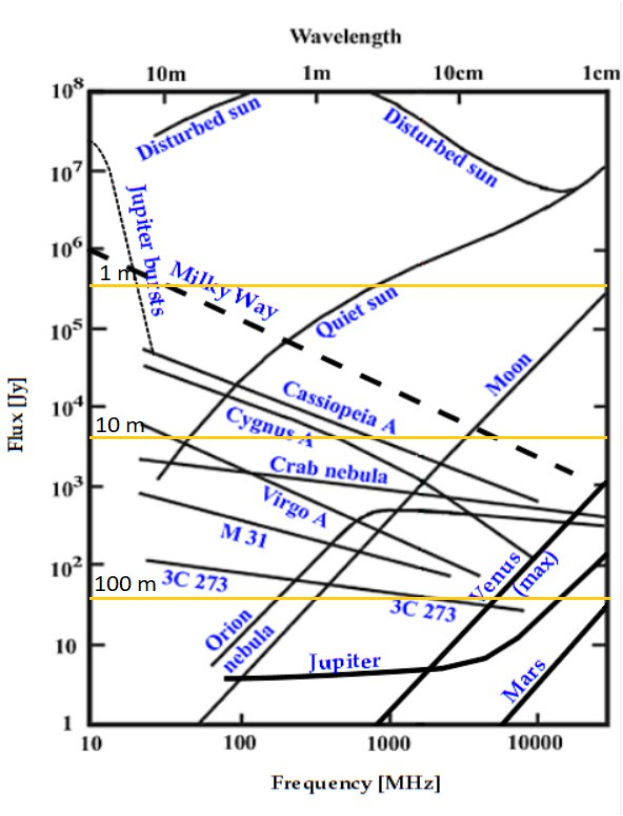


Fig.1: *Spektrale Energieverteilung von Himmelsobjekten im Radiobereich (nach J.D.Kraus). Die gelben horizontalen Linien deuten die Grenzempfindlichkeit von Teleskopen mit 1, 10 und 100 m Durchmesser bei einer Detektionsschwelle von 100 K in Antennen-temperatur.*
Für die Milchstraße ist das Kontinuumspektrum angegeben, zu dem die 21cm Linie bei 1420 MHz hinzukommt.

Hinweis: *Dieser Plot steht auch als interaktive Graphik zur Verfügung unter* http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/KrausPlot.html

Wären unsere Augen für Radiostrahlung empfindlich, so würde sich uns folgendes Bild bieten: Erdboden, Gebäude, Bäume und Menschen erschienen hell, durch die von ihnen abgegebene Wärmestrahlung, da der Radiobereich die langwellige Fortsetzung des Infrarotbereichs ist. Der Himmel wäre sehr dunkel, da von dort aus lediglich die Strahlung des kosmischen Mikrowellenhintergrunds (CMB = Cosmic Microwave Background) mit einer Temperatur von 2.7 K. Dazu käme noch ein etwa gleichstarker Beitrag von der Wärmestrahlung der Erdatmosphäre, wobei der Unterschied von Tag und Nacht wesentlich geringer ist als im Optischen. Die Sonne erschiene als sehr helles Scheibchen, der Mond und die Planeten als schwache Scheibchen, etwa ähnlich wie im Optischen. Sterne wären nicht zu sehen, dafür aber einzelne Quellen wie Gasnebel und Galaxien. Bei einer Wellenlänge von 21 cm würde die Milchstraße als helles Band erscheinen, mit einer deutlichen Aufhellung in Richtung galaktischen Zentrum.
Die elektromagnetische Radiostrahlung von Himmelskörpern ist im Frequenzbereich 30 MHz bis etwa 30 GHz, entsprechend Wellenlängen von 10 m bis 1 cm, vom Boden aus beobachtbar,. Die untere Frequenzgrenze ist durch die Ionosphäre bedingt, die obere durch die Absorption der Moleküle in der Luft.

In diesem Radiofenster sind eine Reihe von Himmelsobjekten beobachtbar (Fig.1): Die Sonne ist das weitaus hellste Objekt am Himmel; sie sendet neben einer ruhigen Komponente der thermischen Strahlung von Photosphäre, Chromosphäre und Korona in aktiven Phasen auch eine wesentlich erhöhte Emission aus. Mond und Planeten emittieren thermische Strahlung, entsprechend dem Schwarzkörperspektrum. Die Ebene der Milchstraße und externe Galaxien (M31), sowie Supernovaüberreste (CasA), Quasare (3C273) und Radiogalaxien (Cygnus A, Virgo A) haben einen mit steigender Frequenz abfallenden Radiofluss. Hier ist Synchrotronemission verantwortlich, die von Elektronen produziert wird, die von einem Magnetfeld auf kreis- oder spiralförmige Bahnen gezwungen werden. Das Plasma in HII Regionen (Orion) ist bei hohen Frequenzen transparent, und das Kontinuumsspektrum hat einen flachen Verlauf. Bei niedrigen Frequenzen wird die Region optisch dick, und weist dort ein mit steigender Frequenz ansteigendes Schwarzkörperspektrum auf.

Radioteleskope

Ein derartiges Instrument besteht aus einer Antenne zum Auffangen der Radiowellen und ihrer Umwandlung in ein elektrisches Signal, dem Empfänger zum Verstärken und Filtern der Signale, und einem Computer zur weiteren Datenverarbeitung und -aufzeichnung, sowie zur Steuerung der Antenne.

Als Antennenanlage wird oft ein Parabolspiegel verwendet, der die Radiowellen im Brennpunkt auf ein Dipol (oder Hornstrahler) fokussiert. Im Dipol entsteht durch das Wechselfeld der elektromagnetischen Welle eine Wechselspannung, die von einem rauscharmen Vorverstärker verstärkt dem Empfänger zugeführt wird. Der Parabolspiegel hat dieselbe Aufgabe wie bei einem optischen Teleskop: einerseits das Auffangen von möglichst viel Leistung, andererseits Auswahl eines genügend kleinen Ausschnitts vom Himmel. Die Speiseantenne im Brennpunkt eines Spiegels mit dem (geometrischen) Durchmesser D_{geo} leuchtet einen (möglichst großen) Teil aus, mit Effektivdurchmesser D_{eff}. Die Antenne hat daher eine wirksame Fläche $A_{eff} = \pi\,(D_{eff}/2)^2$ und fängt von einem Objekt mit Strahlungsfluss F_ν (siehe unten) in einer Empfängerbandbreite B die Leistung auf:

$$P = B\,F_\nu\,A_{eff}/2$$

Der Faktor 2 ist dadurch bedingt, dass ein Dipol nur elektrische Felder parallel zu seiner Längsausdehnung registriert. Aufgrund der Wellennatur der Strahlung besitzt dieser Spiegel ein endliches Winkelauflösungsvermögen. Im Radiobereich wird dieses durch die Halbwertsbreite der Antennenkeule (HPBW = Half-Power Beam Width) charakterisiert, die für einen idealen, gleichmäßig ausgeleuchteten kreisförmigen Spiegel ist

$$HPBW = 58.957^\circ \quad \lambda/D_{eff}$$

Wie vergleicht sich dieser Wert mit dem Rayleigh-Kriterium bei optischen Instrumenten? Eine weitere wichtige Größe ist der effektive Raumwinkel der Antenne, in dem sie empfindlich ist:

$$\Omega_A = \lambda^2/A_{eff} = \lambda^2 / (\pi\,D^2_{eff}/4) = \lambda^2 / (\pi/4\,(58.957^\circ\,\lambda/HPBW)^2) = 4/\pi \;*\; (HPBW/58.957^\circ)^2$$

Sie läßt sich aus der messbaren Keulenbreite HPBW ermitteln.

Strahlungsgrößen

Die Emission von Himmelskörpern ist lediglich ein mehr oder weniger breitbandiges Rauschen, dessen Stärke mit der Zeit variieren kann. Aufgabe des Teleskops ist es, die Stärke des unmodulierten Signal zu messen. Die Empfangselektronik – und insbesondere der Vorverstärker – produzieren ihrerseits ein breitbandiges Rauschsignal durch thermische Bewegungen der Leitungselektronen und Rauschen in den aktiven Halbleiterkomponenten (Transistoren).
Es ist üblich und nützlich, die vom Teleskop aufgefangene Leistung durch die Temperatur zu charakterisieren, deren thermisches Rauschen dieselbe Stärke besitzt. Letztere beträgt bei einer Bandbreite B: kTB. Somit ergibt sich die Definition der "Antennentemperatur" als

$$k\, T_{ant}\, B = P$$

Jeder (Himmels)körper mit der physischen Temperatur T emittiert Wärmestrahlung, deren Intensität (spezifische Intensität, Flächenhelligkeit, …) durch ein Schwarzkörperspektrum gegeben ist

$$I_\nu = B_\nu(\nu,T) = 2h\nu^3/c^2 \;/\; (\exp(h\nu/kT) - 1) \approx 2kT\,\nu^2/c^2 = 2kT/\lambda^2 = 2760\; T/\lambda^2$$

mit der Einheit $Wm^{-2}Hz^{-1}sr^{-1}$. Bei den vorkommenden Temperaturen kann im Radiobereich (solange $h\nu/kT << 1$) die Planckfunktion durch die Rayleigh-Jeans Näherung ersetzt werden. Verwendet man außerdem die in der Radioastronomie sinnvolle Einheit 1 Jy (Jansky) = 10^{-26} Wm^{-2} für den Strahlungsfluss (s.u.), so ergibt sich der einfache numerische Ausdruck mit Temperatur in Kelvin und Wellenlänge im Meter. Die Intensität ist also direkt proportional der Temperatur, worin die zweckmäßige Gewohnheit, in Temperaturen zu denken, begründet ist.

Die (spezifische) Intensität ist die Leistung, die der Körper pro Raumwinkeleinheit abstrahlt, und die wir von ihm aus einer Raumwinkeleinheit erhalten. Füllt der Körper, von uns aus gesehen, den Raumwinkel Ω aus, so ist der Strahlungsfluss (Flussdichte, oft mit S_ν bezeichnet)

$$F_\nu = I_\nu\; \Omega$$

der von der Entfernung abhängt. Ein kugelförmiges Objekt mit Radius R hat aus dem Abstand r gesehen den Winkeldurchmesser $D_{obj} = 2 \arctan(R/r)$ und nimmt den Raumwinkel $\Omega = \pi\,(R/r)^2$ [in sterad] ein. Handelt es sich um eine Punktquelle ($\Omega < \Omega_A$), die vom Teleskop nicht aufgelöst wird, ist die mit der Bandbreite B gemessene Leistung

$$P = B\, F_\nu\, A_{eff}/2 = B\, I_\nu\; \Omega\; A_{eff}/2$$

Die Antennentemperatur ist dann die um den Füllfaktor Ω/Ω_A reduzierte physische Temperatur der Quelle:

$$T_{ant} = T\; \Omega/\Omega_A$$

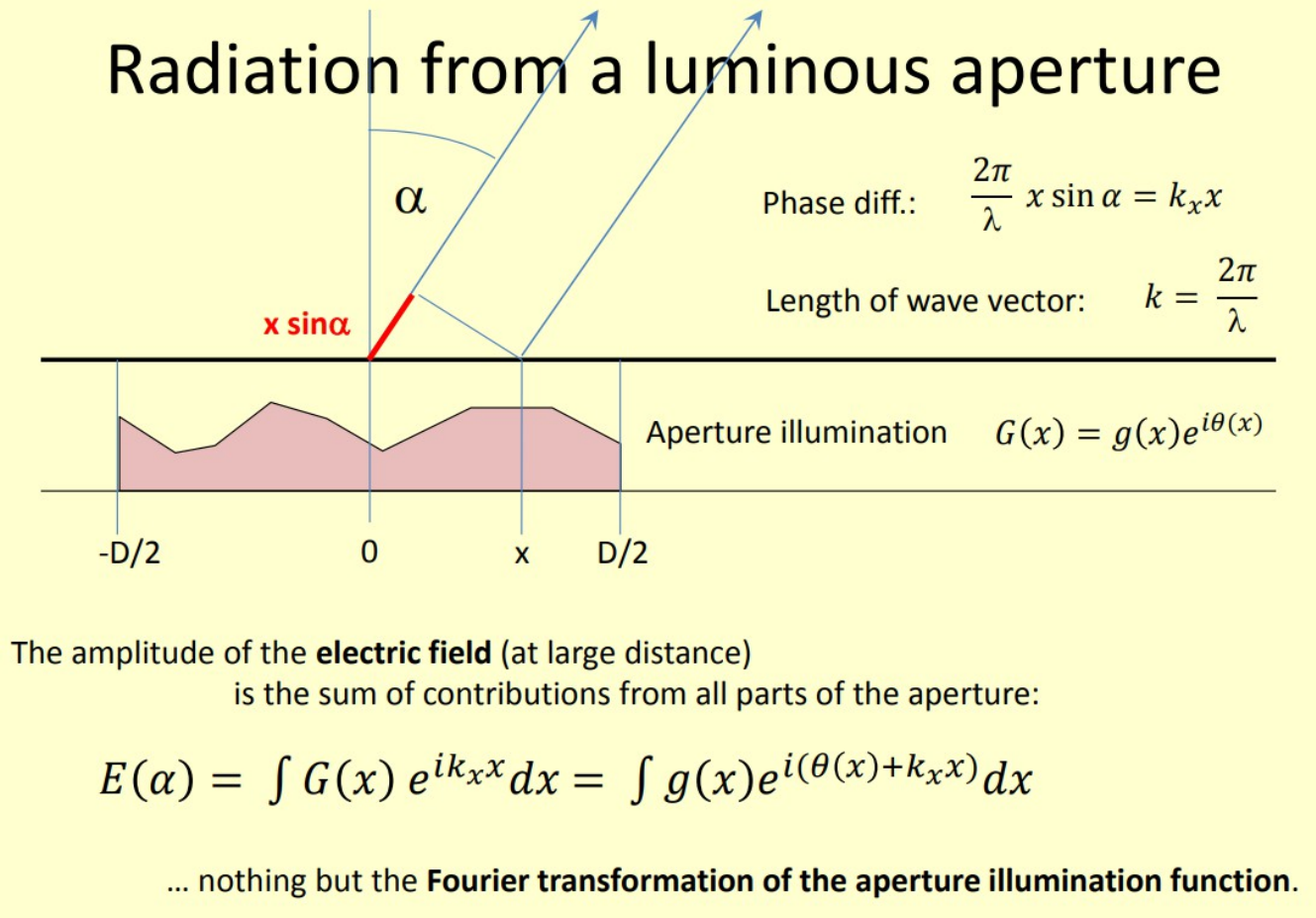
Handelt es sich hingegen um eine ausgedehnte Quelle, deren Emission also die Antennenkeule völlig ausfüllt, so wird nur der Anteil gemessen, der von der Antennenkeule aufgefangen wird:

$$P = B\, I_\nu\, \Omega_A\, A_{eff}/2 = B\, I_\nu\, \lambda^2/2 = B\; 2760\; T$$

Die Antennentemperatur ist dann also gleich der physischen Temperatur des Objekts. Diese Eigenschaft machten wir uns bei der Flusskalibrierung zunutze: Die Antennentemperatur des Erdbodens oder eines genügend großen Hauses ließe sich mit einem Thermometer messen, und beträgt etwa 290 K.

Strahlungsdiagramm einer Antenne

Da das Strahlungsdiagramm einer Antenne bei Empfang dasselbe ist wie beim Senden, können wir das Empfindlichkeitsdiagramm einer Antenne durch die Amplitude des elektrischen Feldes in einem weit entfernten Punkt, der in Richtung α liegen möge, berechnen, die von der (radio)-hellen Fläche der Antenne erzeugt wird. In einer Dimension ist die Rechnung einfach. Die Öffnung der Antenne (d.h. Parabolspiegel) wird von einer Speiseantenne ausgeleuchtet, was durch die Funktion G(x) beschrieben sei, die auch eine Änderung der Phase beinhalten kann.

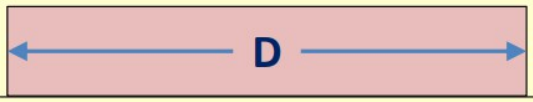


Der Weg vom Punkt in Richtung α zum Punkt x auf dem Spiegel wird kürzer sein als zur Spiegelmitte, und zwar *x sin(α)*. Daher wird die Welle der Wellenlänge λ die von der Spiegelmitte ausgeht, um den Betrag *x sin(α)/c* etwas später den fernen Punkt erreichen als die Welle, die vom Punkt x ausgeht.
Die beiden Wellen besitzen also einen Phasenunterschied von *2π x sin(α)/λ* und je nach dieser Größe, werden sie sich unterstützen oder abschwächen.

Das Ergebnis der Summierung über alle Beiträge aus allen Teilen der Spiegelfläche ist, dass die elektrische Feldstärke einfach die Fouriertransformierte der Beleuchtungsfunktion des Spiegels ist.

Für einen gleichmäßig ausgeleuchteten Spiegel ergibt sich einfach das Strahlungsdiagramm

Case 1: uniformly illuminated dish



$$G(x) = \frac{1}{D} \quad \text{for} \quad -\frac{D}{2} < x < \frac{D}{2} \quad ; = 0 \text{ everywhere else}$$

$$E(\alpha) = \int G(x)\, e^{ik_x x} dx$$

$$= \frac{1}{D}\int_{-D/2}^{D/2} e^{ik_x\, x} dx = \frac{e^{ik_x \frac{D}{2}} - e^{-ik_x \frac{D}{2}}}{ik_x D}$$

$$= \frac{\sin(k_x D/2)}{k_x D/2} \qquad \text{since} \quad e^{ix} = \cos x + i \sin x$$

$$= \operatorname{sinc}(k_x D/2) \qquad \text{the Fourier transform of a square pulse}$$

Die Funktion *sinc(x) = sin(x)/x* ist die Fouriertransformierte eines Rechteckpulses, die auch in vielen anderen Problemen auftaucht...

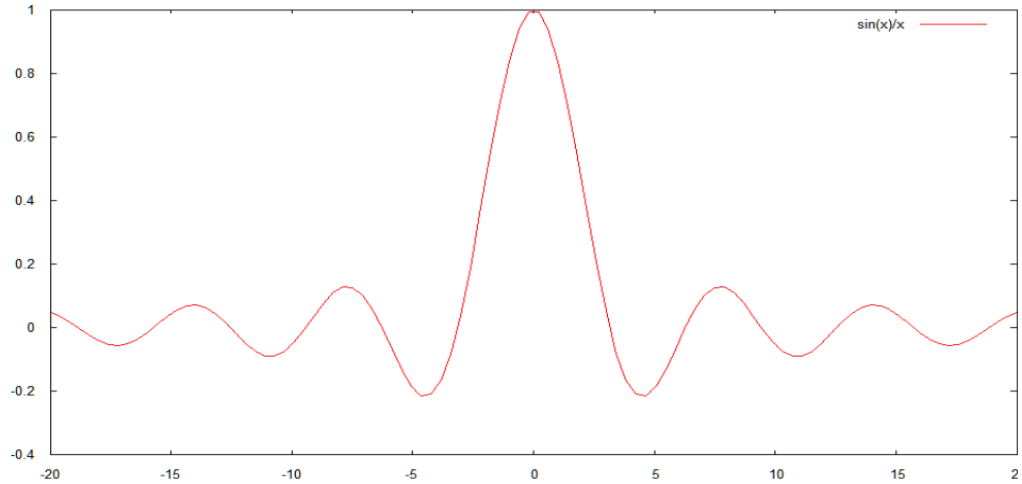


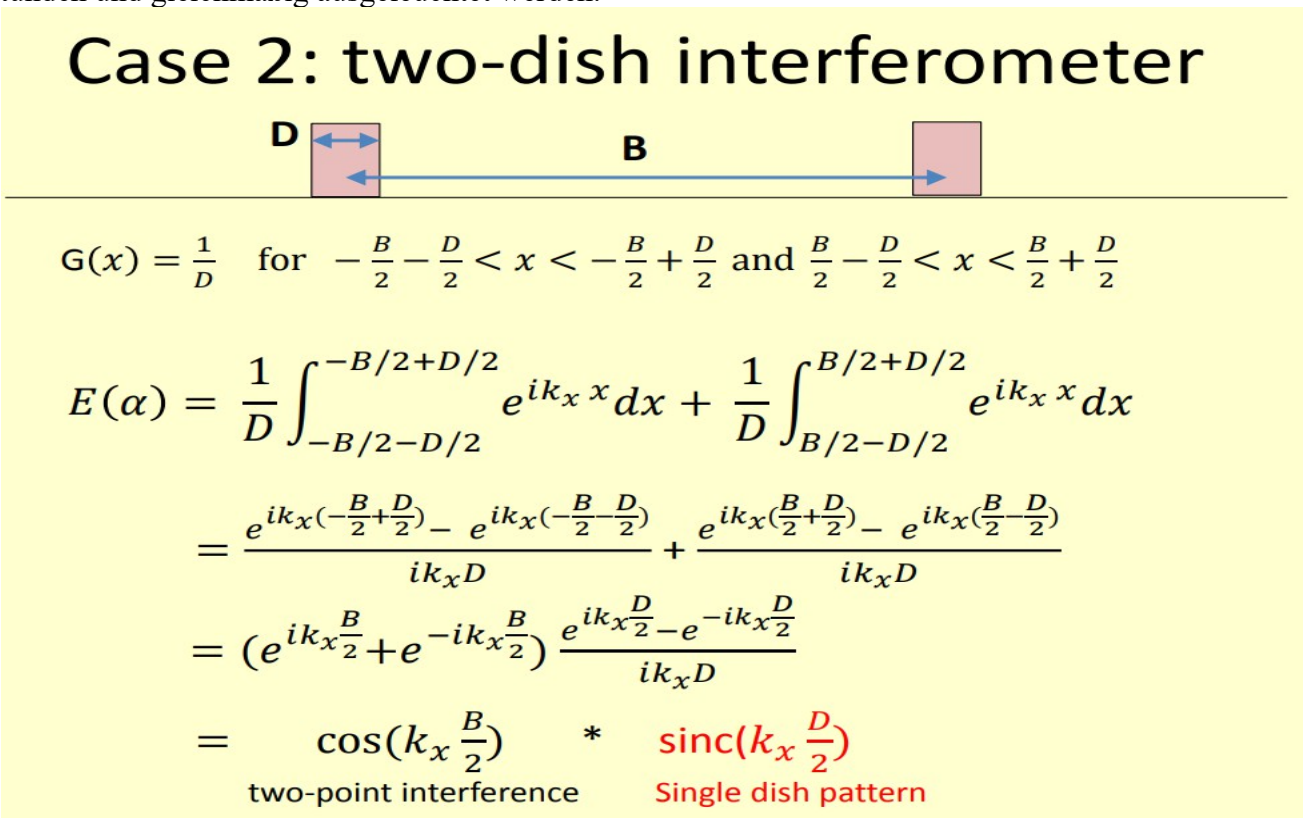
Fig.2: *Die Funktion sinc(x) = sin(x)/x ist die Fouriertransformierte eines Rechteckprofils, und das Strahlungsdiagramm einer gleichmäßig hellen rechteckigen Fläche.*

Das Antennendiagramm hat um die maximale Amplitude im Zentrum – das wir die Hauptkeule (main lobe) nennen – eine Reihe kleinerer Maxima – die als Neben- oder Seitenkeulen (side lobes) bezeichnet werden. Dazwischen liegen Richtungen in denen die Antennenempfindlichkeit Null ist. Man beachte, dass die Winkelbreite der Hauptkeule vom Verhältnis D/λ abhängt, so dass eine größere Antennenfläche eine schmalere Antennenkeule besitzt. Dies ist eine typische Eigenschaft der Fourier Transformation! Das Strahlungsdiagramm einer kreisrunden strahlenden Fläche ist ganz ähnlich, wobei die Sinusfunktion durch die Besselfunktion $J_1(x)$ ersetzt wird.

Interferometrie

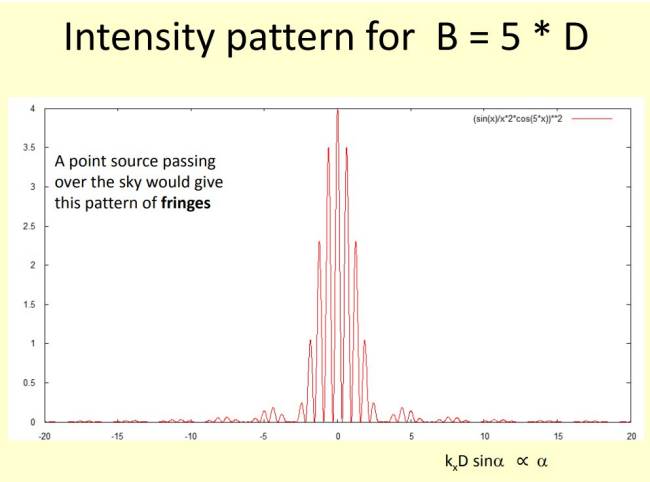
In der Radioastronomie hat man mit einem grundsätzlichen Problem zu kämpfen: die Wellenlängen sind wesenlich größer als im optischen Bereich. Um dieselbe Winkelauflösung zu erhalten, muss ein Radioteleskop viel größer als ein optisches Teleskop sein, aber mit einem Durchmesser von 100m ist die mechanische Grenze für einen frei beweglichen Parabolspiegel etwa erreicht, weil sich die Spiegeloberfläche beim Neigen auf verschiedene Elevationswinkel verformt. Daher hat man, noch bevor überhaupt die grossen Spiegelteleskope (Jodrell Bank, Effelsberg, Green Bank) entstanden, sich Gedanken gemacht, wie man durch Zusammenschalten der Signale von mehreren in verschiedenen Abständen stehenden Antennen interferometrische Instrumente bauen konnte, die eine wesenlich höhere Winkelauflösung ermöglichen. Darüber gab es aus der Radartechnik Erfahrungen, sowie die Beobachtungen der Interferenz des direkt empfangenen Signals mit dem von der Meeresoberfläche reflektierten Signals (Dover Heights, Sidney, 1946).

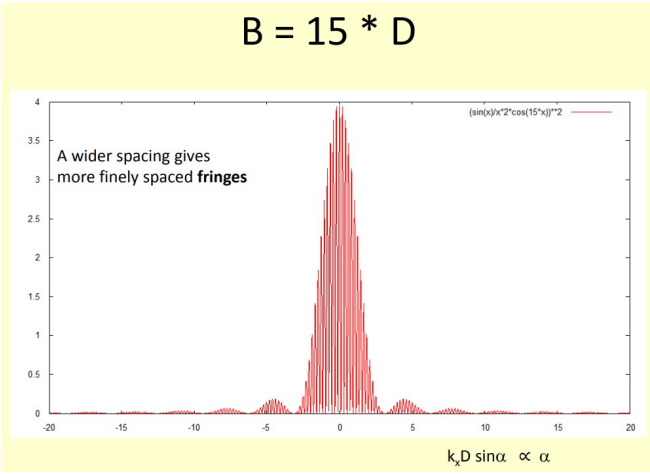
Das gemeinsame Strahlungsdiagramm eines Antennenpaars kann leicht berechnet werden, wenn wir annehmen, dass beide Antennen von gleichem Durchmesser D seien, im Abstand B voneinander stünden und gleichmäßig ausgeleuchtet werden.



Das einfache Ergebnis ist ein Produkt aus dem Strahlungsdiagramm einer Einzelantenne und einem Gruppenfaktor, der das Interferenzmuster zweier Punktquellen beschreibt.

Die Strahlungscharakteristik – hier als Leistung gezeigt – die die Empfangsempfindlichkeit beschreibt, besteht aus eng beieinander liegenden schmalen Streifen – Interferenzstreifen oder "fringes" – deren Winkelabstand vom Abstand B der Antennen bestimmt ist, aber deren allmählich variierende Stärke noch vom Antennendurchmesser D abhängt.





Ein größerer Antennenabstand – eine größere „baseline“ - macht die Interferenzstreifen schmaler und läßt sie enger zusammenrücken, aber wenn der Antennendurchmesser sich nicht ändert, bleibt die einhüllende Kurve gleich.

Dies bedeutet, dass man mit zwei weit auseinander liegenden Antennen durch die schmalen Interferenzstreifen ein kombiniertes Signal erhält, das eine höhere Winkelauflösung als eine Einzelantenne beinhaltet. Allerdings hat man den Nachteil, dass man mit den vielen und eng beieinander liegenden Interferenzstreifen zu tun hat …

… die Abhilfe besteht in der Benutzung von mehr Antennen, die man in geeigneten Abständen aufstellt, so dass das Strahlungsdiagramm in wenige und stärker getrennte Interferenzstreifen konzentriert ist ...

Kehren wir zurück zum Interferometer mit zwei Antennen: Betrachten wir die Strahlung, die von einem Punkt in einer Himmelsquelle ausgeht. Der Winkel θ sei der Winkel zwischen der Richtung zur Quelle und der Senkrechten zur Baseline b des Interferometers (die gestrichelte vertikale Linie in der Zeichnung, also die Mittelrichtung des Instruments).

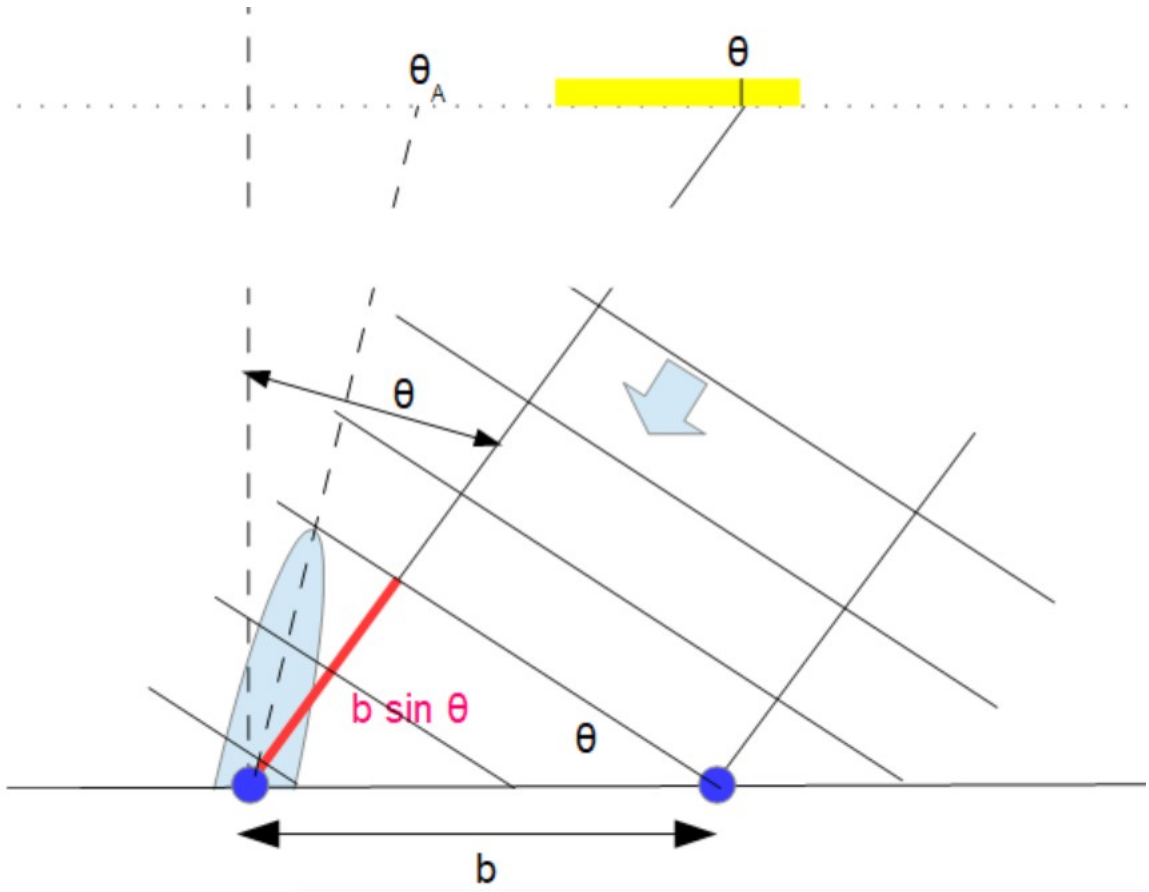


Fig.3: *Geometrie eines Interferometers mit zwei Antennen, die im Abstand b voneinander entfernt sind, deren Spiegel in Richtung θ_A ausgerichtet sind, auf die die Wellenfronten einfallen, die von einem Punkt θ in der Quelle (gelb) ausgehen.*

Eine Welle die von der Quelle auf das Instrument fällt, erreicht die rechte Antenne vor dem Eintreffen an der linken Antenne. Der Wegunterschied beträgt $b \sin(\theta)$, der Zeitunterschied $b \sin(\theta)/c$. Dies verursacht einen Phasenunterschied von $\Delta\varphi = k\, b \sin(\theta) = 2\pi\, b/\lambda \sin(\theta)$
zwischen den Spannungen am Speisepunkt der Antennen (mit der Wellenzahl $k = 2\pi/\lambda$)

$U_1 = U_0 \cos(\omega t + \varphi/2)$ und

$U_2 = U_0 \cos(\omega t - \varphi/2)$

Im **summierenden Interferometer (adding interferometer)** werden die beiden Spannungen einfach am Empfängereingang addiert, indem die Kabel einfach zusammen verbunden werden. Die Amplitude des Summensignals ist der zeitliche Mittelwert:

$$< U_1 + U_2 > = 2\, U_0 \cos(\varphi/2)$$

und die empfangene Leistung ist

$$p = < U_1 + U_2 >^2 = 2\, U_0^2\, (1 + \cos(\varphi))$$

Wie in der optischen Interferometrie misst man maximale und minimale Intensität der Interferenzstreifen und berechnet die **Visibilität** (**visibility)** als Mass für die Stärke der Streifen

$$V = (p_{max} - p_{min}) / (p_{max} + p_{min})$$

Wird eine Quelle vom Instrument nicht aufgelöst, sind die Streifen stark und V = 1. Eine voll aufgelöste Quelle zeigt keinerlei Interferenzstreifen, und die Visibility V = 0.

Diese Arbeitsweise von Interferometern wurde in den ersten Jahren der Radioastronomie, von 1945 bis in die frühen 1950er Jahre benutzt. Aber sehr bald fand man heraus, dass mit einem periodischen Umschalten der Phase in einer der Antennenzuleitungen (phase-switching, M.Ryle, 1952, Proc.Roy.Soc.A **211**, 351) oder einer Mittelung des Produkts der momentanen Signalspannungen (continuous multiplication, E.J.Blum, 1959, Annales d'Astrophys. **22**, 140) die Interferometer in einer besseren und effizienteren Weise betrieben werden können, da man dadurch die Kohärenz der Wellenfronten an den beiden Antennen misst. In dieser Weise arbeiten heute alle Interferometer.

Im **Korrelationsinterferometer (correlation interferometer)** werden die momentanen Signalspannungen der beiden Antennen miteinander multipliziert und zeitlich gemittelt. Zur Vereinfachung der Ableitung verwenden wir die Beschreibung mit komplexen Zahlen;

$$U_1 = U_0 \exp(-j\omega t + j\varphi/2) \quad \text{und}$$
$$U_2 = U_0 \exp(-j\omega t - j\varphi/2)$$

Daraus ergibt sich der Ausgang des Korrelators

$$R = < U_1 * U_2^* > = U_0^2\, (\exp(-j\omega t + j\varphi/2) * \exp(+j\omega t + j\varphi/2))$$
$$= U_0^2 \exp(j\varphi) = U_0^2\, (\cos(\varphi) + j \sin(\varphi))$$

Das heißt dass der Korrelator zwei Ausgänge besitzt: der Realteil (cos) und der Imaginärteil (sin) der Visibilität. Es ist bequemer, diese als Betrag (amplitude, magnitude) und Phase zu speichern und zu betrachten.

Schauen wir uns dies noch mehr im Einzelnen an: Nehmen wir an, dass die Antennen auf eine Richtung θ_A ausgerichtet seien, die nicht unbedingt mit der Richtung θ_S auf die Quelle übereinstimmen muss. Wenn wir das Ausgangssignal *R* des Korrelators von allen Stellen θ in der Quelle aufsummieren erhalten wir die Reaktion des Interferometers:

$$R = \int A(\theta - \theta_A)\ \ S(\theta)\ \ exp(j\varphi)\ d\theta$$

Hier ist $A(\theta - \theta_A)$ die Empfindlichkeit der Antennen, die auf die Richtung θ zeigen, und $S(\theta)$ die Helligkeit des Quelle an der Position θ. Es gibt zwei Beobachtungsarten: Bei einer festen Antennenrichtung θ_A wird die Quelle während ihres Vorbeiziehens durch die Antennenkeule beobachtet.

Werden aber die Antennen ständig der Quelle nachgeführt, ist $\theta_A = \theta_S$.
Der Phasenwinkel ist

$$\varphi = 2\pi\ b/\lambda\ sin(\theta) = 2\pi\ u\ sin(\theta)$$

Definieren wir die **Ortsfrequenz** u = b/λ, so sehen wir

$$\begin{aligned} R(u) &= \int A(\theta)\ S(\theta)\ exp(j\ 2\pi\ u\ sin(\theta)\ d\theta \\ &= \int A(\theta)\ S(\theta)\ exp(j\ 2\pi\ u\ \theta)\ d\theta \end{aligned}$$

dass für kleine Winkel θ, also kleine Himmelsobjekte gilt: **das Ausgangssignal des Korrelations-Interferometers ist die Fourier Transformierte des Produkts *A*S* aus Strahlungscharakteristik der Einzelantenne und der Helligkeitsverteilung in der Quelle** (Theorem von P.H. van Cittert (1934) und F.Zernicke (1938)). Im Idealfall einer isotropen Antenne oder im realistischeren Fall einer Antenne deren Hauptkeule breiter als die Quelle ist, ergibt die Anwendung der inversen Fouriertransformation auf die Funktion $R(u)$ – also die Visibilität $V(u)$ – die Helligkeitsversteilung in der Quelle. Daher ermöglicht die Messung der Visibilitätsfunktion, d.h. ihrer Abhängigkeit von der Ortsfrequenz u die Rekonstruktion des Bildes der Quelle.

Instrumentierung und Software

'InterferometerExplorer' zum Vorbereiten

Um das Interferometer sinnvoll zu benutzen, ist es wichtig, sich über die Parameter des Instruments, wie Anzahl und Größe der Einzelantennen, und der Länge der verwendeten Baseline klar zu werden, und die Parameter so zu wählen, dass man die erhofften Resultate bestmöglich erhalten kann. Dazu steht ein Softwaretool https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/InterferometerExplorer.html zur Verfügung, mit dem man die Ergebnisse von interferometrischen Messungen an Objekten verschiederer Gestalt und Ausmessungen sowie mit beliebigen Konfigurationen der Antennenanlage sich anschauen kann.

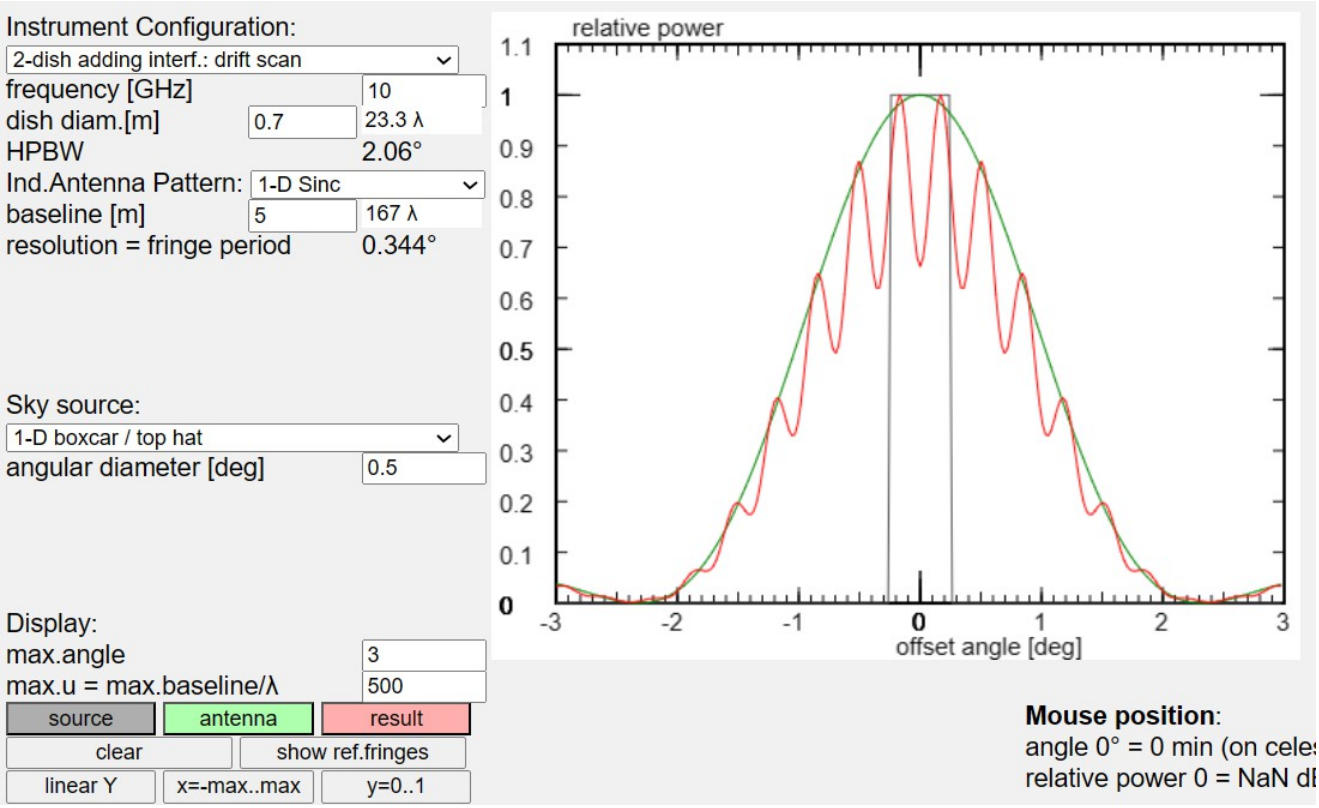


Fig.4: *InterferometerExplorer: Beispiel einer Messung (rote Kurve) mit einem summierenden Interferometer während des Driftscans über eine gleichmäßig helle Scheibe von 0.5° Durchmesser (graue Kurve). Die grüne Kurve zeigt das Empfindlichkeitsdiagramm einer der beiden Antennen.*

Messungen mit KURT als Einzelspiegel

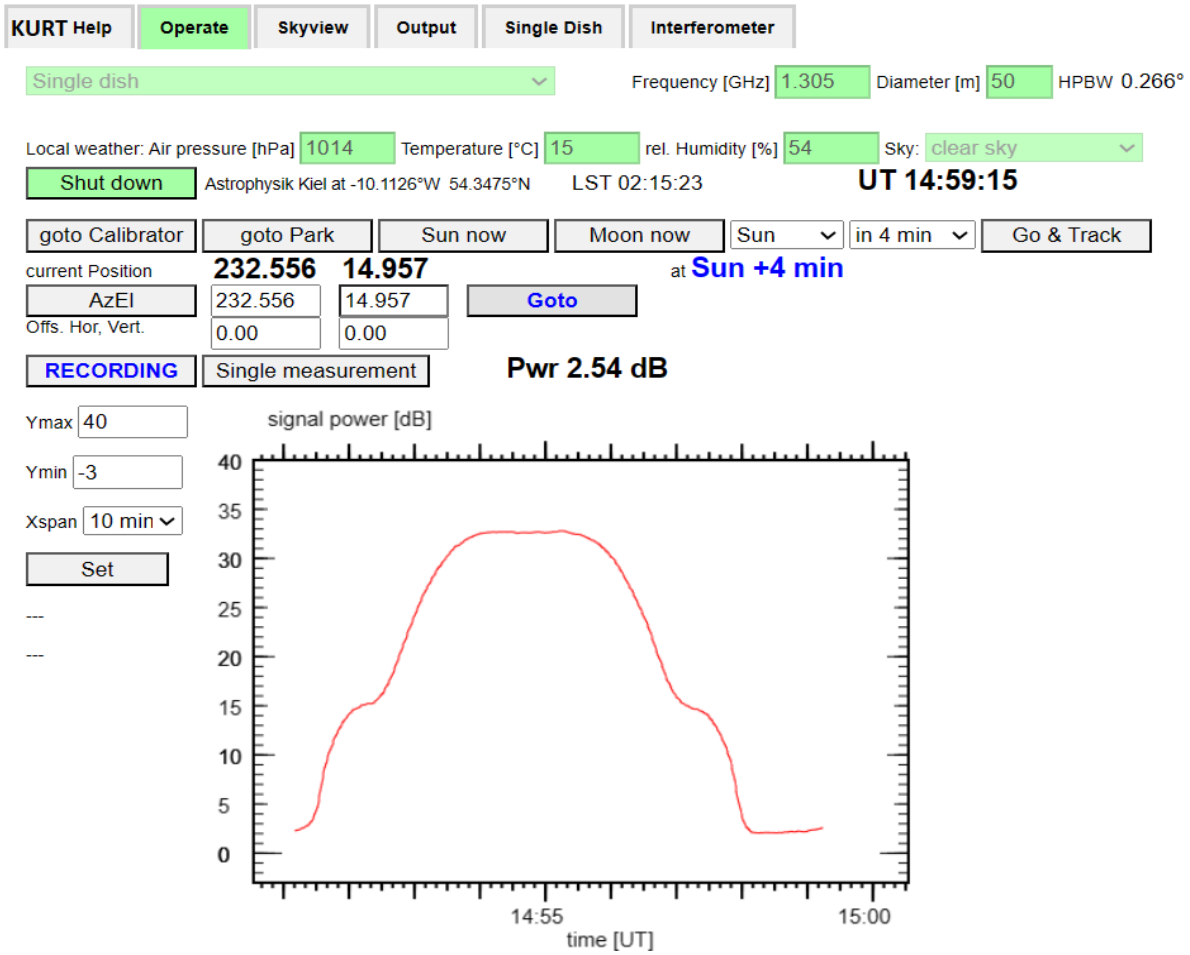


Fig.5: *Ansicht der 'Operate' Seite von KURT (http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/KURT/KURT.html), von der aus alle nötigen Tätigkeiten ausgeführt und überwacht werden können. Hier ein Beispiel eines Driftscans der Sonne mit nachfolgendem 'leeren' Himmels. Der 50m Spiegel löst die Sonnenscheibe nicht auf, vorher und nachher ist die erste Nebenkeule zu bemerken. Die grün unterlegten Textfelder zeigen die vor dem Systemstart gewählten Parameter für Instrument und Wetter.*

- Die 'Operate' Seite enthält alle Bedienelemente zum Positionieren des Teleskops und Anzeigen der Position und der Messergebnisse.
- Die 'Skyview' Seite enthält eine Ansicht des Himmels und der gegenwärtig sichtbaren Objekte, was z.B. zur Planung der nächsten Schritte nützlich sein kann.
- Die Beobachtungssitzung beginnt mit 'Start up' und wird mit 'Shut down' beendet.
- Im Betrieb bei aktueller Zeit können die Daten mit 'Record' aufgezeichnet werden:
- Auf der 'Output' Seite werden die Beobachtungsdaten abgespeichert, die von dort mit 'copy&paste' in eine Textdatei kopiert werden können.
- Die 'KURT Help' Seite enthält eine Kurzerläuterung aller Optionen.
- Die Seiten 'Single Dish' und 'Interferometer' enthalten ausführliche Beschreibungen für den Betrieb als Einzelspiegel bzw. Interferometer

Sonne als ein Beispiel

Die Sonne ist auf jeder Frequenz die stärkste Quelle am Radiohimmel, und ist daher problemlos zu beobachten. Die einfachste und wirksamste Methode ist es, die Sonne mit einem Driftscan zu beobachten: Hierbei wird das Teleskop auf eine Position gesetzt, in der die Sonne in ca. 10 Minuten sein wird. Das Teleskop wird in dieser Stellung belassen, so dass die Sonne im Laufe der Zeit durch die Antennenkeule wandert, und diese somit vermisst. Die Kalibrationsmessung des Himmelsvordergrunds (auf derselben Elevation) und des Flusskalibrators – vorher oder/und nachher – vervollständigen die Messung. Der solare Radiofluss bei einer Frequenz lässt Aussagen über die Temperatur in der Schicht zu, bis zu der man bei dieser Frequenz in die Sonnenatmosphäre hineinsehen kann. Bei genügend schmaler Antennenkeule kann man die Helligkeitsverteilung auf der Sonnenscheibe erkennen.

Bei einem Driftscan wird etwa folgende Prozedur durchgeführt:

- Aufzeichnung starten
- **Himmelsprofil und Flusskalibrierung** (geht auch mit dem Erdboden bei Elevation 0°, alle Messungen in angemessener Länge, könnte auch nach dem Sonnendurchgang erfolgen – aber: wenn die Stufen des Himmelsprofils (Fig. 18) nicht horizontal und eben sind, oder sonst Verdacht besteht, dass das Rauschniveau schwankt, Himmel und Kalibrator vor UND nach Sonnendurchgang messen...)
- Sonne und +XX min geeignet auswählen. Mit Goto auf diese Position gehen. Sicherheitshalber sich vergewissern dass die Nachführung (track) aus ist...
- Es ist nicht unbedingt nötig, den gesamten Durchgang zu beobachten, weil die Antenne Nebenkeulen hat. Daher würde es also etwas länger dauern, bis man auf den 'leeren' Himmel stößt, aber leider ohne wichtige Information gewonnen zu haben. Wie in Fig.7 gezeigt, würde es auch ausreichen, den oberen Teil der Kurve zu erfassen (bis ca. 10 dB unterhalb des Maximumwertes)
- Danach zur Kontrolle den Himmelsvordergrund auf derselben Elevation nochmal messen, mindestens 20..30º nach 'links'.

Einen solchen Driftscan zeigt Fig.6, bei dem auch die Nebenkeulen der Antenne mit registriert wurden:

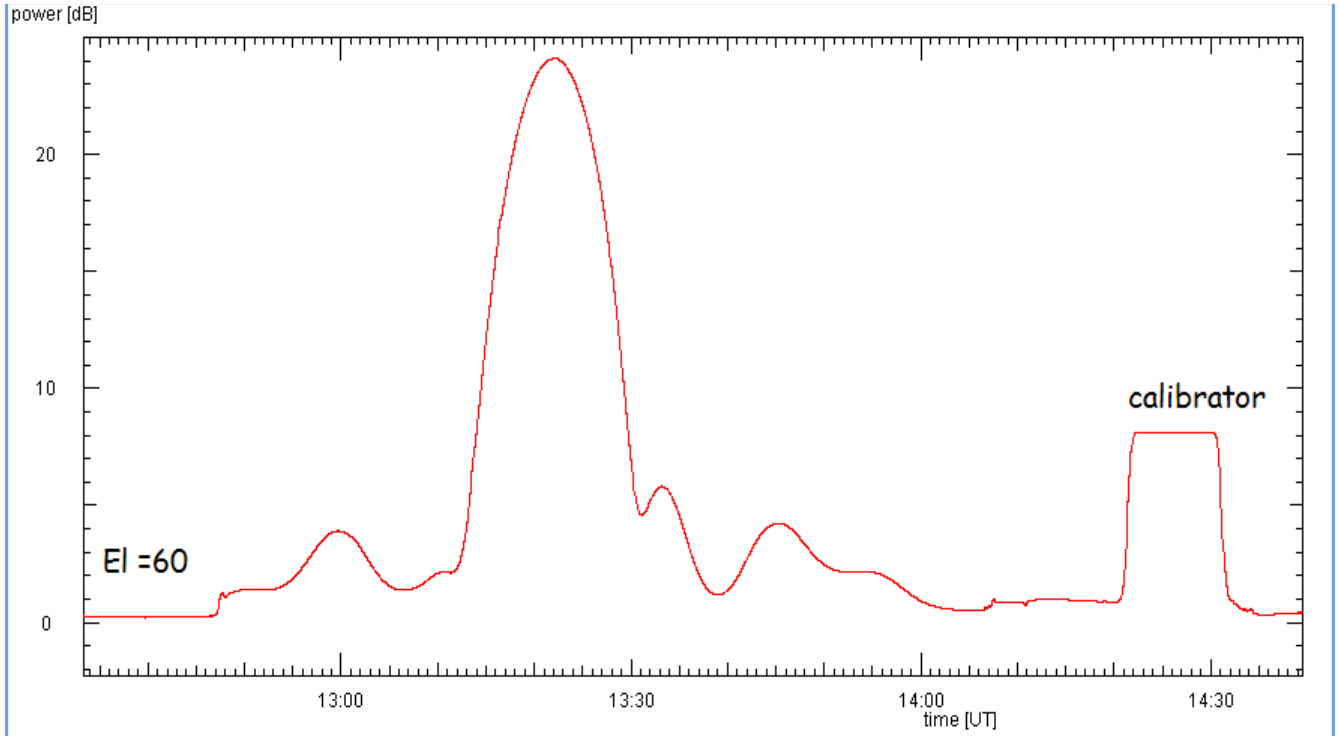


Fig.6: *Ein Driftscan der Sonne, mit Registrierung des Himmelsvordergrundes und des Flusskalibrators, aufgenommen auf 1.3 GHz mit dem 9m Spiegel der Amateurfunkstation DL0SHF in Rönne. Das Teleskop wurde auf eine Position gestellt, bei der die Sonne 30 Minuten später sein würde. Während die Sonne durch die Antennenkeule zieht, vermisst sie die winkelabhängige Empfindlichkeit der Antenne (Antennendiagramm). Hier sind neben der Hauptkeule mehrere Nebenkeulen zu sehen, die mindestens 20 dB schwächer sind, d.h. um einen Faktor 100.*

Zur **Auswertung** bietet sich die Verwendung eines Programms zur Tabellenkalkulation an.

- importieren der Datei
- Umwandlung aller dB-Werte in lineare Leistungswerte
- mit einem Plot der Signalleistung as Funktion der Zeit verschafft man sich einen Überblick
- identifizieren von Kalibrator, Sonnenmaximum, und leerem Himmel
- Bilden der Mittelwerte für Kalibrator und leerer Himmel: p_{cal}, p_{sky}
- Berechnung des Systemrauschpegels: da $p_{cal} = g*(T_{cal} + T_{sys})$
  ist $p_{sys} = g*T_{sys} = p_{cal} * T_{sys}/(T_{cal} + T_{sys})$
- Berechnen des zeitlichen Verlaufs des kalibrierten Signals, d.h.der Antennentemperatur für alle Zeitpunkte
  $T_{ant}(t) = (p(t) - p_{sky}) / (p_{cal} - p_{sys}) * 290$ K
- Man sollte auch das Niveau des Himmelsvordergrunds p_{sky} mit der Vorhersage aus der Kalibrierungsmessung vergleichen und überprüfen ob eine vorhandene Differenz innerhalb der zu erwarteten Fehler bleibt!

Deklination und Winkeldurchmesser der Sonne kann man dem Skript
http://www.astrophysik.uni-kiel/~koeppen/JS/SunMoon.html entnehmen.

Die weitere Interpretation der Daten hängt von der Breite der Antennenkeule ab:
(a) Ist die Antennenkeule breiter als der Winkeldurchmesser der Sonne, wird aus den Daten die tatsächliche HPBW der Antenne ermittelt:

- Bestimmen der Zeitpunkte von Sonnenmaximum und den beiden Zeiten, an denen das Signal auf die Hälfte des Maximalwerts abgefallen ist. Dies gibt:
  HPBW = (t(-1/2) - t(+1/2)) * 15º/h * cos(deklination_sonne)
  Der letzte Faktor berücksichtigt, dass die Winkelgeschwindigkeit der Sonne entsprechend ihrer gegenwärtigen Entfernung vom Himmelsäquator kleiner ist als 360º/24 h.
  Wieso verwenden wir hier 15º/h anstatt 360º/siderischer Tag = 15.04107º/h?
- Eine alternative Methode besteht im Anpassen eines Gaussprofils an die $T_{ant}(t)$ Kurve (Fig.7). Hier ist die volle Breite auf halber Höhe (FWHM = HPBW = 2.3548 σ). Hinzu kommt die Korrektur für die Sonnendeklination

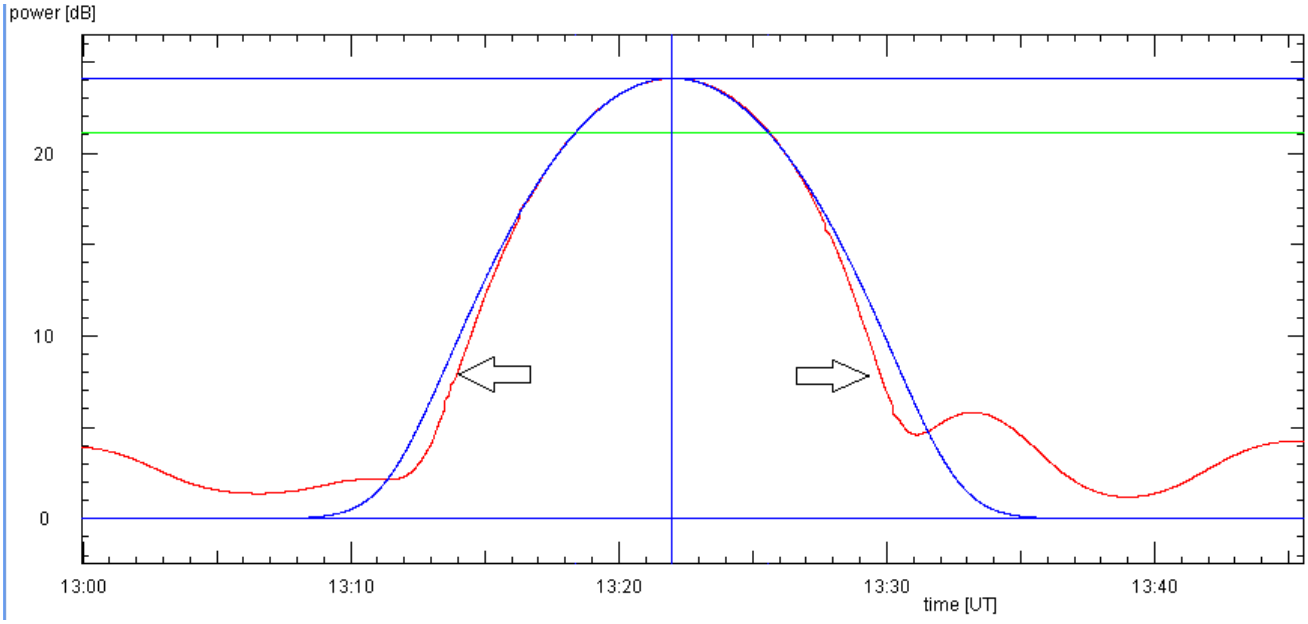


Fig.7: *Beispiel der Anpassung eines Gaussprofils (blau) an die Daten des Driftscans. Die horizontalen blauen Linien markieren den Maximalwert und den Himmelsvordergrund. Die grüne Linie markiert das Niveau der halben Höhe der (linearen) Differenz von Maximal- und Hintergrundswert, und damit die Halbwertsbreite des Profils. Das gemessene Profil der Hauptkeule ist im unteren Bereich schmäler als eine Gausskurve. Da zur Bestimmung der Halbwertsbreite der untere Teil und die Nebenkeulen nicht erforderlich sind, kann ein Driftscan sich auf den durch Pfeile angedeuteten Teil um das Maximum beschränken, also auf insgesamt 20 Minuten. Aber man messe auch den Himmelsuntergrund bei gleicher Elevation!*

Da die Sonne nur einen kleinen Teil der Keule ausfüllt, ist der Maximalwert der Antennentemperatur kleiner als die wahre (physische) Temperatur der Sonne, und zwar ungefähr um das Verhältnis der Raumwinkel von Sonne und Antennenkeule. Schätzt man diesen Füllfaktor ganz grob mit der Annahme, dass sowohl die Intensitätsverteilung der Sonnenscheibe als auch die Antennenkeule Rechteckprofile haben, ergibt sich für die Temperatur in der Schicht auf der Sonne, aus der die Radiostrahlung kommt:

$$T_{sonne} = \max(T_{ant}) * (HPBW / Durchmesser_{Sonne})^2$$

Berücksichtigen wir aber, dass die Antennenkeule ein realistisches Profil hat, gibt es eine ganz ähnliche Form:

$$T_{sonne} = \max(T_{ant}) * \Omega_A / \Omega_{sonne} = \ldots \max(T_{ant}) * (HPBW / Durchmesser_{Sonne})^2$$

mit einem Proportionalitätsfaktor, den man aus den Grundgleichungen auf den Seiten 7 und 8 bestimmen sollte. Diese Näherung ist allerdings nur gültig solange die Radioquelle sehr viel kleiner als die Breite der Antennenkeule ist. Da bei Sonne und Mond diese Werte von vergleichbarer Größe sind, ergibt sich der Füllfaktor aus dem Faltungsintegral von Helligkeitsprofil der Sonne und der Form der Antennenkeule. Dies kann mit dem Scripts http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/Blurring.html berechnet werden. Auch kann man hiermit überprüfen, wie gut ist die Annahme ist, dass die Sonne als Punktquelle behandelt werden kann.

(b) Ist hingegen die Antennenkeule (deutlich) schmaler als die Sonnenscheibe, misst das Teleskop nur einen kleinen Fleck auf der Scheibe, und die dortige Temperatur ist identisch mit der Antennentemperatur.

(c) Haben Antennenkeule und Sonnenscheibe etwa dieselbe Größe, müßte der genaue Korrekturfaktor aus der Form der Antennenkeule und der wahren Helligkeitsverteilung der Sonnnenscheibe berechnet werden ...

Kalibrierung des Teleskops

Wenn das Teleskop auf eine Himmelsquelle gerichtet ist, ist die empfangene Leistung nicht nur von der Radiostrahlung der Quelle selber bestimmt, sondern unterliegt noch einer Reihe von anderen Effekten. Das Rauschen des 'leeren' Himmels ist nicht Null: da ist einmal die Schwarzkörperstrahlung von 2.7 K des kosmischen Mikrowellenhintergrunds (CMB = Cosmic Microwave Background) sowie das Kontinuum der Milchstrasse besonders in der galaktischen Ebene und in Richtung auf das Zentrum. Dann liegt zwischen jedem Himmelskörper und der Antenne die Erdatmosphäre, die einerseits durch ihre Absorption das Signal des Himmelsobjekts abschwächt, und andererseits ihre eigene Wärmestrahlung abstrahlt und damit zum Rauschuntergrund beiträgt. Somit setzt sich das von einer Quelle gemessene Signal aus mehreren Bestandteilen zusammen:

- Das Objekt selber ist durch seine Position und Ausdehnung am Himmel charakterisiert
- Die CMB Strahlung ist überall am Himmel gleich, wird aber von einem großem optisch dicken Objekt,wie Sonne und Mond verdeckt.
- Die Strahlung von Quellen ausserhalb der Erdatmosphäre wird durch die stark wellenlängenabhängige Absorption abgeschwächt. Die Stärke der Absorption wird durch die optische Dicke τ_Z der Luftschicht in Richtung Zenit oder der Zenitabschwächung a_Z (üblicherweise in deziBel angegeben): $a_Z = 10 \log_{10}(\exp(-\tau_Z)) = 4.343\ \tau_Z$
- Da die Erdatmosphäre eine relativ dünne Schicht (Troposphäre ist 8 km dick gegenüber dem Erdradius 6370 km) auf der Erdoberfläche darstellt, kann man sie recht gut als eine planparallele Schicht ansehen, und die Luftsäule entlang einer Sichtlinie bei Elevation ε als das $1/\sin(\varepsilon)$ fache der Luftsäule in Richtung Zenith berechnen. Daher ist die atmosphärische

Abschwächung entlang des Sehstrahls der Elevation el durch das einfache Gesetz

$$a(\varepsilon) = a_Z / \sin(\varepsilon) \quad \text{bzw.} \quad \tau(\varepsilon) = \tau_Z / \sin(\varepsilon) \text{ beschrieben werden.}$$

Es ist hilfreich $A = 1/\sin(\varepsilon)$ als 'Luftmasse' einzuführen.

- Die Wärmestrahlung der Atmosphäre liegt zusätzlich auf dem Signal jedes Himmelsobjekts. Bei einer Sichtlinie der Elevation beträgt ihre Leistung:

  $$T_{sky0} * (1 - \exp(-\tau(\varepsilon)) = T_{sky0} * (1 - \exp(-\tau_Z/\sin(\varepsilon))$$

  wobei T_{sky0} die mittlere Strahlungstemperatur der Atmosphäre ist. Die ITU empfielt als guten Schätzwert $T_{sky0} = 275$ K.

  Bei geringer Absorption – wie es bei Frequenzen unterhalb von etwa 10 GHz der Fall ist – kann man für die Wärmestrahlung einfacher

  $$T_{sky0}\, \tau_Z/\sin(\varepsilon) = T_{zen}/\sin(\varepsilon) \quad \text{mit der Zenittemperatur } T_{zen} = T_{sky0}\, \tau_Z \text{ verwenden.}$$

- Das Empfängerrauschen ist völlig unabhängig von der Position auf die das Teleskop schaut.

Berücksichtigt man alle diese Beiträge und Wirkungen, so ergibt sich die gemessene Leistung als

$$p_{quelle} = g\,(T_{quelle}\, \exp(-\tau(\varepsilon)) + T_{sky0}(1-\exp(-\tau(\varepsilon)) + T_{CMB}\, \exp(-\tau(\varepsilon)) + T_{sys}\,)$$

Da die Leistung p_{quelle} wird in durch Apparatur und Software gegebenen Einheiten ausgedrückt, vermittelt der Faktor g ('gain') die Umrechnung der Einheiten. Der erste Beitrag ist die Leistung der Quelle, deren Antennentemperatur T_{quelle} uns interesssiert, die aber durch die Erdatmosphäre entlang der Sichtline auf Elevation ε abgeschwächt ist. Der zweite Beitrag ist die thermische Emission der Erdatmosphäre. Der nächste Beitrag ist die durch die Erdatmosphäre abgeschwächte Strahlung des Mikrowellenhintergrunds. Schließlich wird durch die Systemtemperatur T_{sys} das Eigenrauschen der Empfangsanlage beschrieben.

Will man also aus der gemessenen Leistung die Temperatur der Quelle ermitteln, muss man folgende Parameter kennen:

- Systemtemperatur T_{sys} die vom aktuellen Zustand des Empfangssystems abhängt, und z.B. auch der Temperaturen der Geräte
- Faktor g der durch die aktuelle Verstärkung im Empfangssystem bestimmt wird, und z.B. durch die Temperaturen der einzelnen Geräte beeinflusst wird
- Zenitabschwächung der Atmosphäre a_Z die vom Zustand der Atmosphäre und vom Wetter abhängt (Lufttemperatur, -druck, -feuchtigkeit, Wolken)

Um den Zustand von Atmosphäre und Empfangssystem zu ermitteln, wird das Rauschen des 'leeren' Himmels bei verschiedenen Elevationswinkeln gemessen, und eine Messung der Flusskalibrationquelle (oder des Rauschen des Erdbodens bei Elevation 0°) dessen Temperatur von etwa 290 K wir als bekannt und ziemlich konstant voraussetzen dürfen.

Im Prinzip muss eine solche Kalibrierung und Analyse vor jeder eigentlichen Beobachtung durchgeführt werden, und notfalls auch nachher, wenn sich das Wetter oder der Zustand der Empfangselektronik (Temperatur) sich ändert. Ein Hinweis dafür ist die Stabilität des Rauschens an einer Stelle am leeren Himmel, dessen zeitliche Schwankungen man eine Weile lang messen sollte, bevor man mit eigentlichen Messungen beginnt.

Die Kalibrationsmessung erfolgt bei einem Azimut, der mindestens 20º von der Sonne entfernt ist, um die Einstrahlung dieser sehr hellen Quelle durch die Nebenkeulen der Antenne (vgl. Fig.6) zu vermeiden. Eine Reihe von Elevationen wird nacheinander gemessen. Da das Rauschen von 1/sin(ε) abhängt, ist es günstig die Winkel so zu verteilen, dass sie etwa äquidistant in 1/sin(ε) sind. Es macht allerdings wenig Sinn, höher als 70º zu gehen, da eine Parabolantenne in der Nähe des Zenits zusätzliches Rauschen erhält, die vom Erdboden am Rande des Spiegels vorbei zum Erreger im Fokus gelangt ("spill-over"), wie das Beispiel in Fig.18 zeigt.

Da es während des Betriebs der Motoren zu erhöhtem Rauschen oder gar Störsignalen kommen kann, sollte man die Messwerte erst wieder als gültig ansehen, bis die Antenne die neue Position erreicht hat und das Anzeigefeld wieder weiß geworden ist, und auch danach noch ein Weilchen warten.
Bei jeder Position sollte man lang genug messen, einerseits um einen gut definierten Mittelwert bilden zu können, andererseits um etwaige systematische Pegeländerungen zu erkennen. Diese können durch das Vorbeiziehen der (doch zu nahen) Sonne oder Regenwolken verursacht werden (siehe Fig.18).
Vor oder nach den Himmelsmessungen wird der Flusskalibrator ebenfalls genügend lang registriert. Mit dieser Messung erhält man den Signalpegel, der der (physischen) Temperatur des Kalibrators entspricht, hier also etwa 290 K der Temperatur von Gebäuden, Bäumen und des Erdbodens, weil diese Quelle gross genug ist, um die Antennenkeule vollständig auszufüllen.

Da mit niedrigen Elevationen die Luftsäule entlang der Sichtlinie größer ist als bei hohen Elevationswinkeln, wächst das durch die atmosphärische Wärmestrahlung verursachte Rauschen an. Dagegen bleibt das Eigenrauschen der Empfangselektronik konstant. In dieser Weise kann man die beiden Anteile durch das Messen des 'Himmelsprofils' voneinander trennnen, wie in Fig.8 schematisch dargestellt.

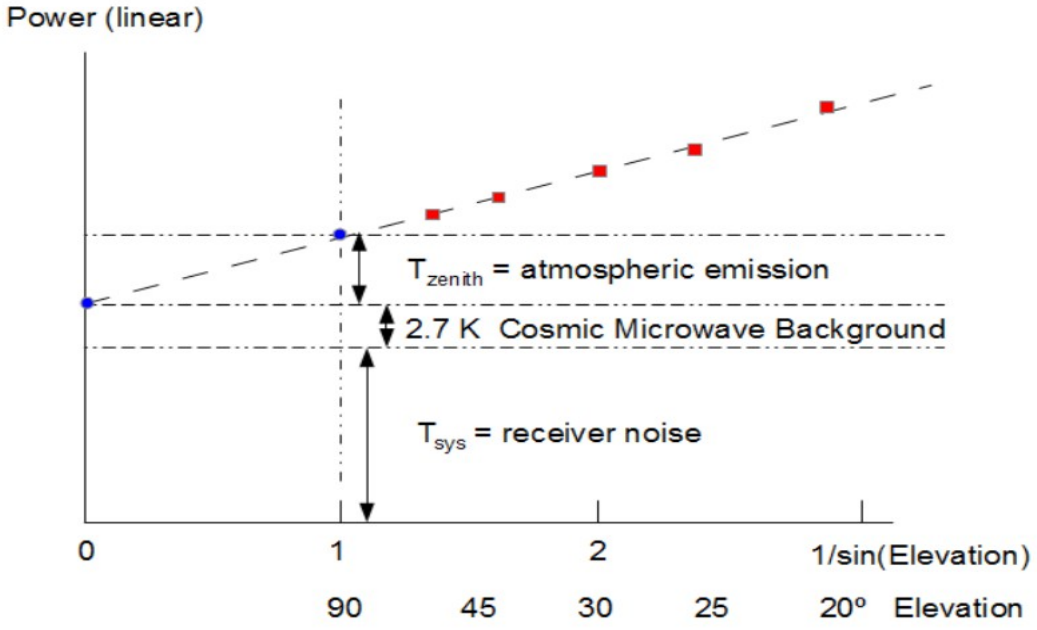


Fig.8: *Abhängigkeit des gemessenen Himmelsvordergrunds (rote Quadrate) von der Elevation. Die verschiedenen Bestandteile werden durch Extrapolation auf Zenit und außerhalb der Erdatmosphäre ermittelt.*

Die Daten liegen als eine Serie von Datentupeln vor, bestehend aus Zeitangabe (in UT), Position in Azimut und Elevation, horizontaler und vertikaler Offset (hier ohne Bedeutung) und dem Meßwert in dB. Es bietet sich an, die Auswertung mit einem Tabellenkalkulationsprogramm (z.B. Excel) durchzuführen. Erfahrungsgemäß dauert das Schreiben eines auch kleinen Programms oftmals länger als es einem lieb ist …
In Excel sind folgende Schritte empfehlenswert:

- importieren der Datei. Leerzeichen werden hier als Trennzeichen verwendet. Aufpassen: Dezimalpunkt vs. Dezimalkomma!
- zur Übersicht erstellt man sich ein Plot der Meßwerte als Funktion der Zeit
- da die Meßwerte als logarithmisches Maß (dB) vorliegen, werden sie in lineare Leistung umgewandelt: $p = 10.0\text{^}(p_{dB}/10)$
- anhand der Elevationen werden die einzelnen Positionen identifiziert
- für jede Position bildet man den Mittelwert über die Einzelmessungen – man versichere sich, dass keine Störimpulse miteinbezogen werden, z.B. durch erhöhtes Rauschen während der Positionsänderung, das durchaus noch eine Weile anhalten kann.
- Im Diagramm Leistung – $1/\sin(\varepsilon)$ kann man dann ein Modell anpassen

Als Modell für die Rauschleistung des 'leeren' Himmels setzt man an:

$$p(\varepsilon) = g\,(T_{sky0}(1-\exp(-\tau(\varepsilon)) + T_{CMB}\,\exp(-\tau(\varepsilon)) + T_{sys})$$

Wie auf der Seite mit dem Reiter 'Full Dish' beschrieben, unterscheidet sich die Interpretation dadurch, ob bei schwacher Absorption diese vernachlässigt werden kann oder nicht.

Bei **schwacher Absorption** (etwa $\tau < 0.1$) kann man deren Wirkung vernachlässigen, und somit die atmosphärische Wärmestrahlung einfacher schreiben:

$$p(\varepsilon) = g\,(T_{sky0}\,\tau(\varepsilon) + T_{CMB} + T_{sys}) = g\,(T_{zen}/\sin(\varepsilon) + T_{CMB} + T_{sys})$$

Dann liegen die Messwerte in einem Diagramm von Leistung gegen Luftmasse $A = 1/\sin(\varepsilon)$ auf einer Geraden. Eine lineare Regression liefert Steigung m und y-Achsenabschnitt b:

$$p(A) = m\,A + b$$

Wie in Fig.8 gezeigt, ergeben sich folgende Beziehungen

$$m = g\,T_{zen}$$
$$b = g\,(T_{sys} + T_{CMB})$$

Die Messung der Flusskalibrationquelle liefert eine weitere Beziehung:

$$p_{cal} = g\,(T_{sys} + T_{cal})$$

Da T_{CMB} bekannt ist, und $T_{cal} = 290$ K eine vernünftige Schätzung für Boden- oder Umgebungstemperatur darstellt, können aus den drei Beziehungen die drei Parameter T_{sys}, T_{zen} und g eindeutig bestimmt werden. Somit sind sowohl das Empfangsystem als auch der Zustand der Atmosphäre für die Interpretation der Daten des Radioteleskops bekannt.

Bei **stärkerer Absorption** ist die Interpretation etwas weniger direkt: Eine Möglichkeit besteht darin, die Daten vom Himmelsprofil und vom Flusskalibrator durch Ausprobieren anzupassen, was durchaus schnell zum Ziel führt!
Eine andere Weise erhält man durch Hinschauen: isoliert man im obigen Ausdruck die Exponentialfunktion:

$$p(\varepsilon) = g\,(T_{sky0} + T_{sys} + (T_{sky0} + T_{CMB})\,\exp(-\tau_Z/\sin(\varepsilon)))$$

ergibt sich wieder eine Geradengleichung, wenn man $\exp(-\tau_Z/\sin(\varepsilon))$ als die unabhängige Variable auffasst. Nimmt man einen Schätzwert für die Zenitabsorption τ_Z und ändert ihn solange, bis die lineare Regression von $p(\varepsilon)$ mit $\exp(-\tau_Z/\sin(\varepsilon))$ einen maximalen Regressionskoeffizienten R ergibt, liefern Steigung und y-Achsenabschitt:

$$m = g\,(T_{sky0} + T_{CMB})$$
$$b = g\,(T_{sky0} + T_{sys})$$

Die Messung der Flusskalibrationquelle liefert wieder die dritte Beziehung.

Messungen mit KURT als Interferometer

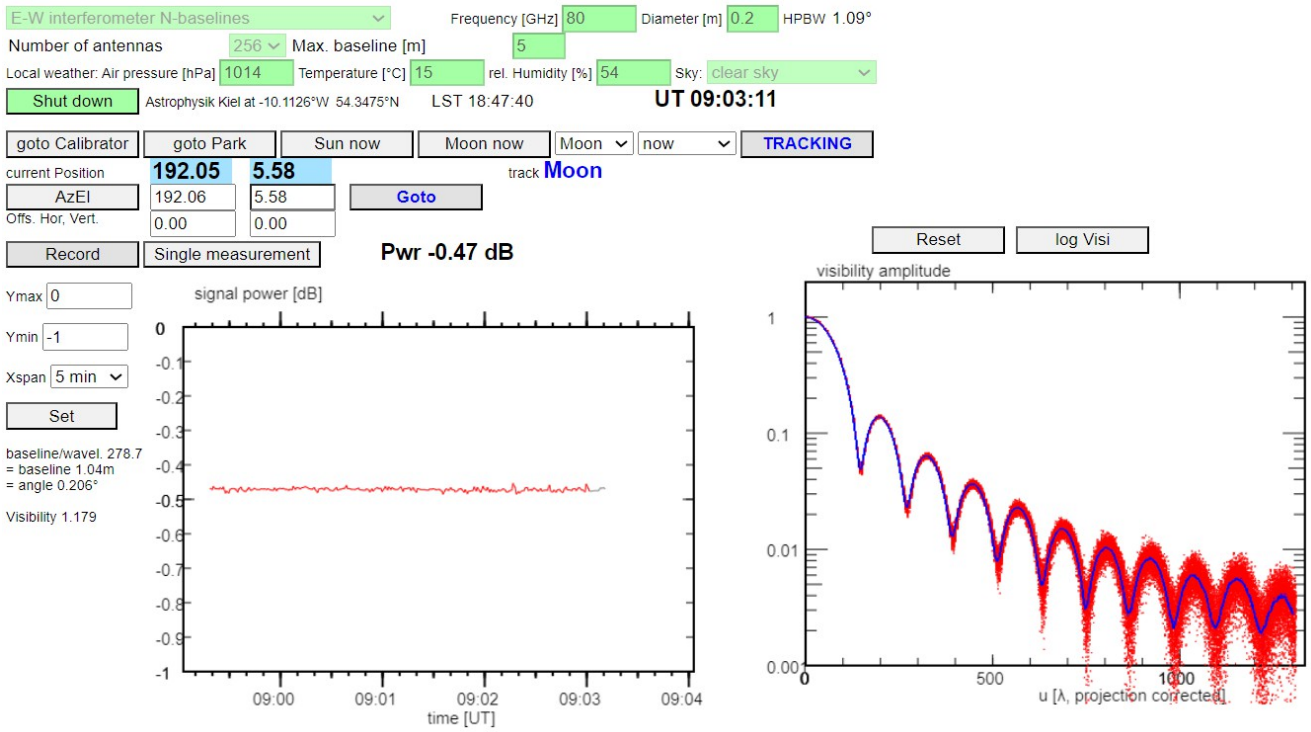


Fig.9: *Ansicht der 'Operate' Seite von KURT als Interferometer. Hier als Beispiel eine Messung des Mondes, auf den das Instrument dauernd nachgeführt wird. Der linke Plot zeigt den zeitlichen Verlauf der Signalstärke, der rechte Plot die einzelnen Messungen der Visibilität (rote Punkte) und die gemittelte Funktion (blaue Kurve).*

Das Ziel interferometrischer Beobachtungen ist es, die Visibilitätsfunktion möglichst vollständig und genau zu vermessen. Grobe Strukturen in der Quelle lassen sich schon mit geringen Ortsfrequenzen und daher mit geringen Antennenabständen erfassen. Um feine Strukturen zu sehen, ist die Kenntnis der Visibilität bei hohen Ortsfrequenzen notwendig, was große Antennenabstände erfordert. Es hängt also vom Ziel der Untersuchung ab, wie das Interferometer zu konfigurieren ist und welche Vorgehensweise angebracht ist.

Der KURT Simulator bietet drei Arbeitsweisen für Interferometer an, dessen Antennen entlang einer Linie in Ost-West Richtung angeordnet sind, und daher ihre Hauptbeoachtungsrichtung im lokalen Meridian haben, also um den Durchgang eines Himmelskörper in Süden zu erfassen.

Das summierende Interferometer ist die Art, wie sie in den ersten Jahren der Radioastronomie verwandt wurde. Die Signale der Antennen werden zu einander addiert, und ergeben das Muster der Interferenzstreifen, ganz ähnlich wie in der optischen Interferometrie.

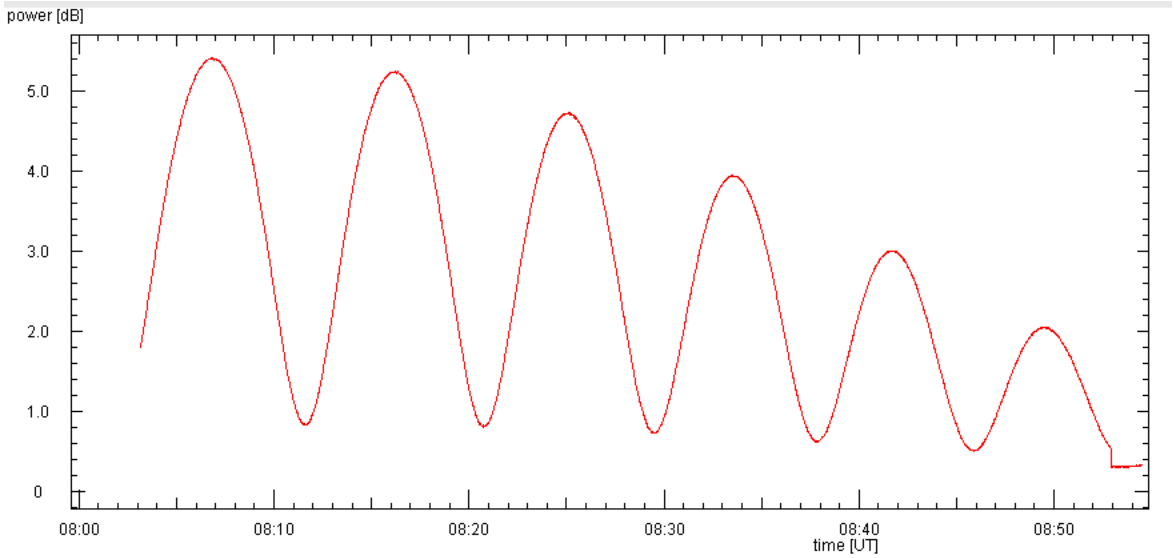


Fig.10: *Interferenzstreifen ('fringes') der Sonne auf 1.3 GHz mit einem 2-Antennen Interferometer. Die Antennen wurden anfangs auf die Sonne gerichtet, die im Laufe der Zeit weiter lief, und durch das Antennendiagramm des Interferometers wanderte. Ganz am Ende wurde der 'leere' Himmel für ein paar Minuten gemessen.*

Wie Fig.10 zeigt, ist dies Verfahren sehr zeitaufwändig, da hier die Visibilität bei nur einem Antennenabstand gewonnen wird. Es vermittelt aber dem historisch Interessierten, wie man damals arbeitete und was man erreichen konnte.

Das Korrelationsinterferometer beruht auf der Messung der Kohärenz der Wellenfronten an den verschiedenen Antennen (s.S.14). Hier gibt es zwei Beobachtungsarten:

2-Antennen Korrelations-Interferometer (Einzelmessung): Beim Korrelationsinterferometer genügt bereits eine einzige Messung, um Betrag und Phase der Visibilität bei einem Antennenabstand zu erfassen. Im Simulator können wir dann 'auf Knopfdruck' eine andere Baseline einstellen (was in der Realität als Umstellung der Antennen einige Zeit erfordern würde!!). Die Nachführung wird eingeschaltet, so dass die Antennen immer auf die Quelle gerichtet bleiben. Auf diese Weise können wir die Visibilitätsfunktion grob abtasten, und z.B. die erste Nullstelle der Funktion ermitteln, die die Messung des Winkeldurchmessers der Quelle erlaubt.

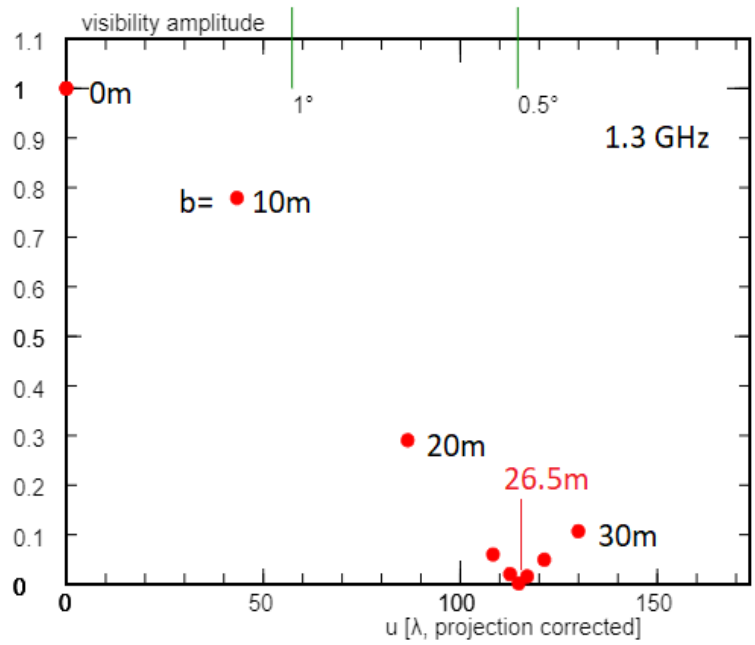


Fig.11: *Bestimmung des Winkeldurchmessers der Sonne auf 1.3 GHz durch Ermittlung der ersten Nullstelle der Visibilitätsfunktion. Mit einem 2-Antennen Interferometer wird der Antennenabstand b solange verändert, bis die Visibilität minimal wird. Die Sonne hat einen Durchmesser von 0.5°.*

Ebenso kann man auch durch **Zusammenfassung zahlreicher Einzelmessungen** den größeren Verlauf der Visibilitätskurve abtasten. Bei der Interpretation muss man dann berücksichtigen, dass die einzelnen Messungen zu verschiedenen Zeiten erfolgten, an denen die Quelle also an einer anderen Position am Himmel stand. Die Beträge der Visibilität bleiben dabei unberührt, jedoch kann die Phase aus der jeweiligen Himmelsposition berechnet werden: Steht die Quelle bei Azimut α und Elevation ε, ist der Winkel θ zwischen Quelle und der Mittelebene des Interferometers:

$$\sin\theta = -\cos\varepsilon \sin\alpha$$

und der Phasenwinkel der Visibilität bei der Baseline $u = b/\lambda$ ist

$$\varphi(u) = 2\pi\, u \sin\theta$$

Aus der derart korrigierten Visibilität erhält man durch die inverse Fouriertransformation die Helligkeitsverteilung in der Quelle (siehe weiter unten).

N-Baselines Korrelations-Interferometer: hier sind die Antennen auf der Ost-West Richtung so verteilt, dass sich die gewünschte Anzahl von gleichmäßig verteilten Baselines ergibt. Die Anzahl der Baselines ist eine Potenz von 2, um die Benutzung der FFT Routine (Fast Fourier Transformation) zur Interpretation zu vereinfachen. Wie die Antennen verteilt sind, spielt hier keine Rolle, … aber man überlege sich doch einmal selber, wieviel Antennen benötigt würden und in welcher Weise sie so angeordnet sein müssten, dass jeder Antennenabstand nur einmal auftaucht!

In dieser Betriebsart erhält man mit jeder Messung (alle 1 Sekunde) die vollständige Visibilitätsfunktion. Daher kann man die Antennen eine Quelle nachführen lassen und über die erhaltenen Daten die gemittelte Visibilitätsfunktion berechnen, was für schwächere Quellen von Vorteil ist. Eine Beobachtung des Mondes zeigt Fig.9.

Bei der Mittelung der Visibilitätsfunktionen ist zu beachten, dass die einzelnen Messungen der Visibilitätskurve zu verschiedenen Zeiten erfolgen (etwa im 1 Sekunden Takt), so dass die Quelle in einem anderen Winkel zur Mittelebene des Interferometers und daher an einer anderen Stelle im Muster der Interferenzstreifen steht. Dies läßt sich, wie oben beschrieben, durch Ersetzen der Phase kompensieren: Steht die Quelle bei Azimut α und Elevation ε, ist der Winkel θ zwischen Quelle und der Mittelebene des Interferometers:

$$\sin\theta = -\cos\varepsilon \sin\alpha$$

und der Phasenwinkel der Visibilität bei der Baseline $u = b/\lambda$ ist

$$\varphi(u) = 2\pi\, u \sin\theta$$

Der mittlere Betrag der Visibilität berechnet sich durch arithmetische Mittelung der Einzelbeträge.

Rekonstruktion des Bildes der Quelle

Liegt die Visibilitätsfunktion möglichst vollständig vor, wendet man die inverse Fouriertransformation an, um die Helligkeitsverteilung der Quelle zu erhalten. Da unser Interferometer nur in einer Dimension – entlang der Ost-West Achse – arbeitet, wird die Quelle mit einer nur in horizontaler Richtung schmalen (Breite der Interferenzstreifen) Antennenkeule überstrichen wird, erhalten wir ein Helligkeitsprofil. In vertikaler Richtung erstreckt sich jedoch die Keule des Interferenzstreifens über die HPBW der Einzelantenne, und die Helligkeitsverteilung der Quelle wird in vertikaler Richtung aufintegriert.

Für die Fouriertransformation verwendet man am besten die FFT (Fast Fourier Transformation). Auf dem Internet findet man in diversen Programmiersprachen eine solche Routine samt Erläuterungen. Man schaue sich ein wenig um, beispielsweise:
https://pythonnumericalmethods.berkeley.edu/notebooks/chapter24.03-Fast-Fourier-Transform.html
Die FFT Routine erwartet, dass die Eingangsdaten (Ortsfrequenzen u) auf einem linearen (äquidistanten) Gitter liegen, dessen Länge eine Potenz von 2 ist. Ferner erwartet sie Real- und Imaginärteil der Visibilitäten. Für Details, siehe 'Vorprojekt: Fourier...' (S.35f).

Liegen von der Visibilität nur einige Punkte verschiedener u-Werte vor, müssen die Daten auf ein äquidistantes u-Gitter geeigneter Länge interpoliert werden. Dazu kann man z.B. annehmen, dass sich Betrag und Phase zwischen den einzelnen gemessenen Punkten linear verändern.

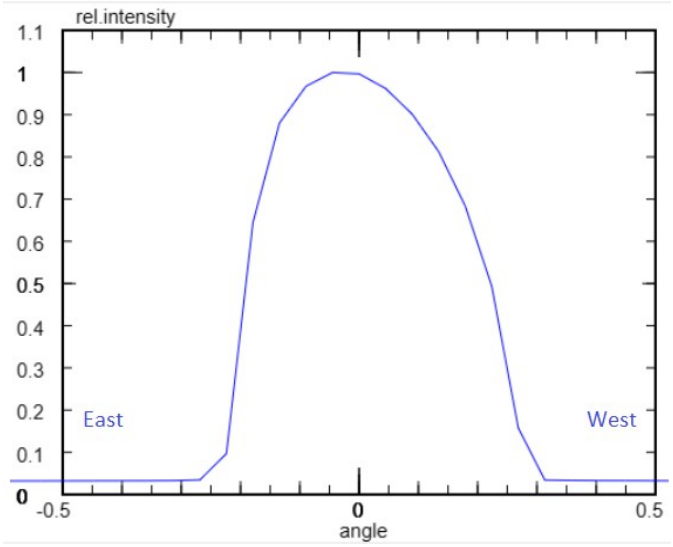


Fig.12: *Helligkeitsprofil auf 80 GHz des sichelförmigen Mondes, drei Tage vor Neumond, rekonstruiert aus der gemittelten Visibilitätsfunktion von Fig.9.*

Die Objekte am Himmel

Die Sonne

Im gesamten Radiobereich ist die Sonne die bei weitem stärkste Quelle. Sie gibt eine thermische Kontinuumsstrahlung ab, als langwellige Fortsetzung ihres optischen und infraroten Spektrums. Der solare Radiofluss bei einer Frequenz lässt Aussagen über die Temperatur in der Schicht zu, bis zu der man bei dieser Frequenz in die Sonnenatmosphäre hineinsehen kann. Da die Opazität des Sonnenplasmas mit fallender Frequenz ansteigt, entsteht das Radiokontinuum bei über 30 GHz noch in der Photosphäre, bei 10 GHz schon im unteren Teil der Übergangsschicht (Transition Layer) zwischen Chromosphäre und Korona, und bei unter 1 GHz in der Korona. Weil die Temperatur zur Korona hin stark ansteigt, prägt diese Schichtenfolge das Radiospektrum der Sonne (Fig.13):

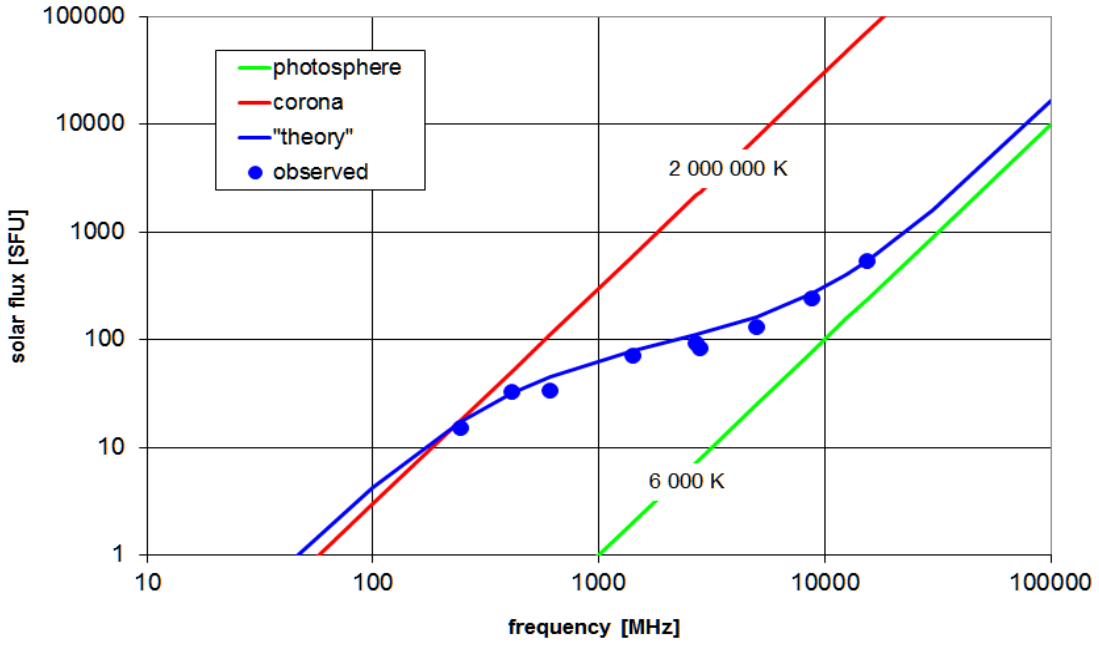


Fig.13: *Spektrale Flussverteilung der ruhigen Sonne, wie sie täglich von einer weltweiten Kette von Stationen gemessen und von NOAA veröffentlicht wird (siehe Webseiten). Im Vergleich dazu die Schwarzkörperverteilung mit Photosphären- und Koronatemperatur.*

Der Fluss der solaren Radiostrahlung variiert darüber hinaus mit der Aktivität auf der uns zugewandten Seite der Sonne ab. Da solare Aktivität und Eruptionen Einfluss auf Radioverbindungen auf dem Erdboden und mit Satelliten hat, wird die Sonne regelmäßig beobachtet und der Radiofluss gemessen. Dies wird allerdings in unserem Simulator nicht modelliert...

Der Mond

Der Mond ist insbesondere bei hohen Frequenzen, die zweithellste Radioquelle. Die Mondoberfläche wird durch die Einstrahlung der Sonne aufgeheizt, und emittiert thermische Strahlung im Infraroten und im Radiobereich. Wie bereits 1949 (Piddington und Minnitt) nachgewiesen, besteht eine Abhängigkeit des Radioflusses von der Mondphase. Die höchste über die Mondscheibe gemittelte Temperatur findet man allerdings nicht bei Vollmond, wie man annehmen könnte, sondern etwa 4 oder 5 Tage später. Diese Zeitverzögerung ließ bereits vor den Mondlandungen erkennen, dass die Mondoberfläche nicht aus festem Felsgestein besteht, sondern eher von bröseliger Konsistenz ist, wie Staub und kleine Gesteinsbrocken. Wegen des geringen gegenseitigen thermischen Kontakts können sich die unterhalb der Oberflächen liegenden Schichten nur langsam aufheizen. Dieser Temperaturgang kann übrigens bereits mit einer handelsüblichen Fernsehsatellitenanlage nachgewiesen werden (Monstein, 2001). Die Helligkeitsverteilung auf der Mondscheibe hängt nicht nur von der Mondphase ab, sondern auch von der Frequenz. Die Größe der monatlichen Temperaturvariation nimmt mit steigender Frequenz zu, und ist wohl im infraroten und optischen Bereich am höchsten.

Einen Driftscan zeigt Fig.14:

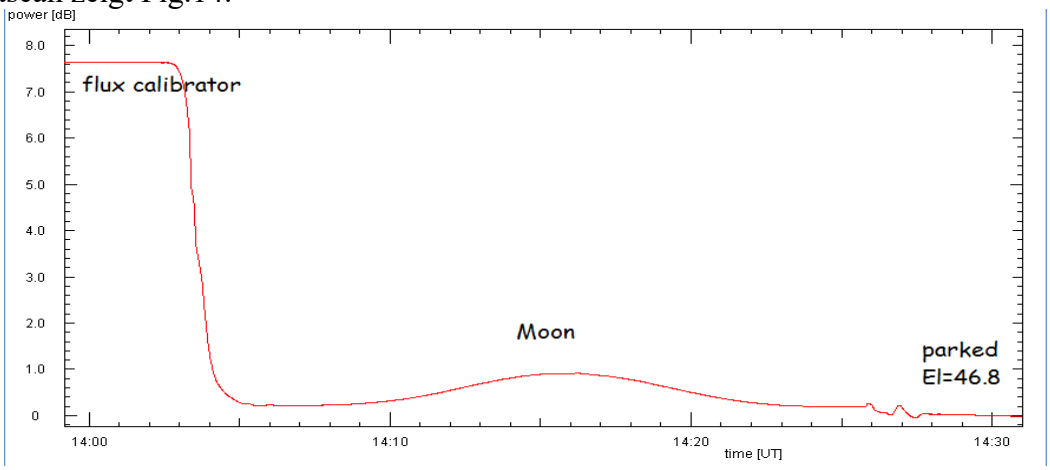


Fig.14: *Driftscan des Mondes, 4 Tage nach Neumond. Mit dem 9m Spiegel von DL0SHF auf 1.3 GHz. Vorausgehend die Flusskalibrierung, nachfolgend der leere Himmel auf Parkposition. Direkt vor und nach dem Durchgang des Mondes ist der Himmelsvordergrund messbar.*

Was den Mond besonders interessant macht, sind die im Laufe eines Monats sich änderende Entfernung und der Winkeldurchmesser, die Gestalt der von der Sonne beschienenen Mondscheibe, der mittleren Oberflächentemperatur und des Radioflusses.

Monatliche Variation des Radiofluss

Eine Antenne, deren Keule größer als der Monddurchmesser ist, misst den gesamten Radiofluss F des Mondes. Mit der aus der gemessenen HPBW ermittelten effektiven Antennenfläche A_{eff} ergibt sich aus der gemessenen Leistung $P = k\ T_A = F\ A_{eff}/2$ der Fluss.

:

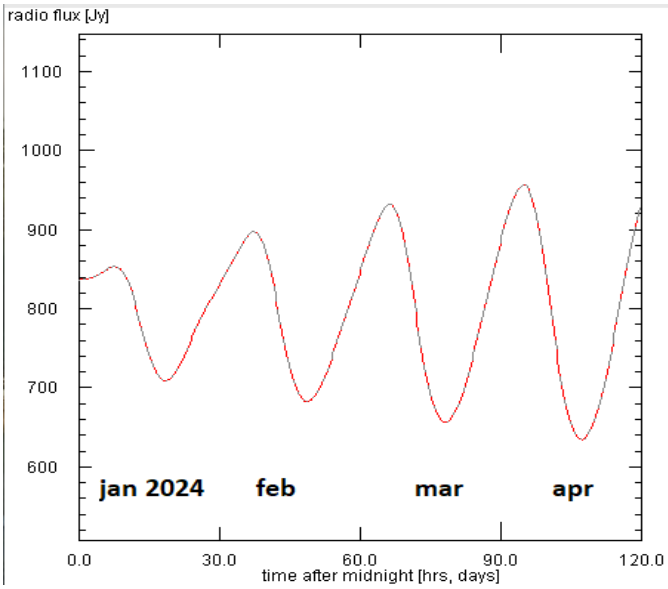


Fig.15: *Der vorausgesagte Radiofluss für die ersten 90 Tage des Jahres 2024. Da die Antennenkeule des 1 GHz Teleskops größer als der Monddurchmesser ist, wird im wesentlichen der Fluss gemessen, der sich mit der Entfernung verändert.*

Das script https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/SunMoon.html berechnet den Radiofluss des Mondes auf 1420 MHz mit demselben Modell.

Monatliche Variation der Oberflächentemperatur

Mit einer Antenne, deren Keule kleiner als die Mondscheibe ist, wird nur ein kleiner Fleck auf der Mondoberfläche betrachtet. Da dessen Emission die Keule völlig ausfüllt, misst man mit der Antennentemperatur direkt die physische Temperatur des Mondbodens, ohne dass eine Korrektur des Füllfaktors nötig ist. Die Bodentemperatur variiert mit der Position auf der Mondscheibe, der Mondphase und der Frequenz.

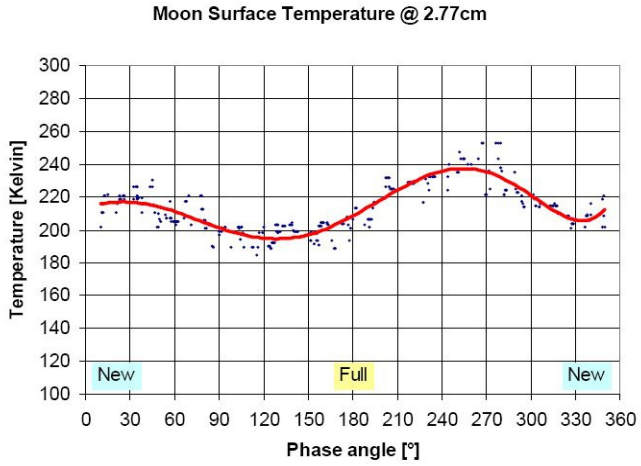


Fig.16: *Die über die Mondscheibe gemittelte Temperatur ändert sich mit der Mondphase. Hier Ergebnisse von Messungen mit einer TV-Satellitenanlage auf 10 GHz (Monstein, 2001).*

Man kann auch den Fit von Piddington und Minnitt (1949) verwenden:

T_{mond} = 239 K + 40.3 K * cos(Mondphase+225º)

Andere Himmelsquellen

In KURT sind noch einige weitere Radioquellen erreichbar, wie der Supernovaüberrest Cas A, der Orionnebel, die Radiogalaxien Cyg A und M87, sowie der Quasar 3C273. Alle diese Objekte sind schwache Quellen und nur grob modelliert, können aber mit Driftscans und Interferometer beobachtet werden. Wie aus Fig.1 ersichtlich, haben diese Quellen (ausser dem Orionnebel) einen zu hohen Frequenzen abnehmenden Radiofluss, weil ihre Emission Synchrotronstrahlung ist.

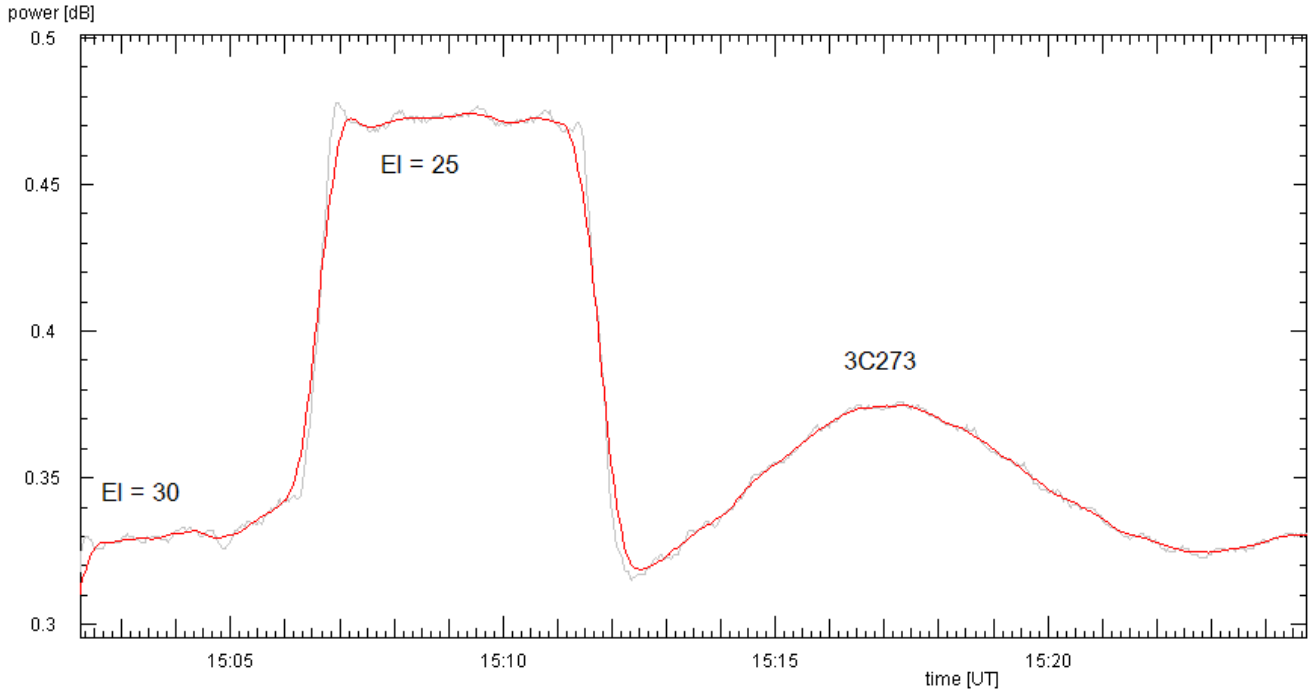


Fig.17: *Driftscan des Quasars 3C273 zusammen mit vorausgehender Messung des Himmelsuntergrundes bei 30 und 25° Elevation, erhalten mit dem 9m Spiegel von DL0SHF auf 1.3 GHz.*

Himmelsvordergrund und -hintergrund

Schließlich ist der 'leere' Himmel eine vielleicht unerwartete aber sehr wichtige Radioquelle: da zwischen einem fernen Himmelskörper und der Antenne immer die Erdatmosphäre liegt, beeinflusst sie mehr oder weniger stark die Messwerte. Da ist zum einen die Abschwächung der Signale durch die Absorption in der Luftsäule entlang der Sichtlinie, und zum anderen die Wärmestrahlung die diese Luftschicht emittiert und die sich auf das gewünschte Signal legt. Da beide Wirkungen mit fallendem Elevationswinkel anwachsen, kann man sie recht gut korrigieren, wie im Abschnitt **Kalibration** erläutert. Zur zuverlässigen Interpretation der Messdaten eines Himmelskörpers ist die genaue Kenntnis des Himmelsvordergrundes wichtig, und erfordert entsprechende Sorgfalt der Messungen des 'leeren' Himmels.

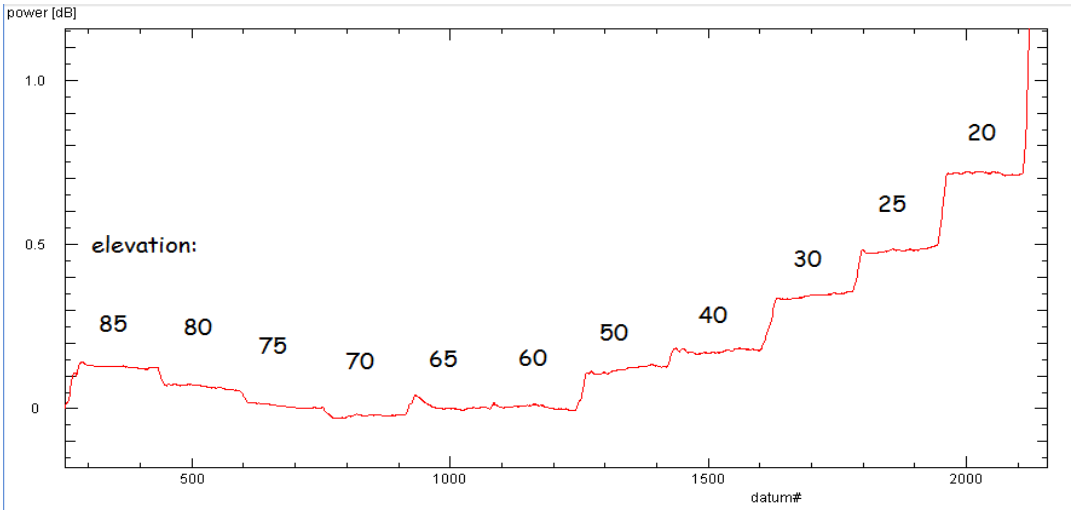


Fig.18: *Registrierung einer Messung des Himmelsvordergrunds. Man beachte, dass nicht alle Stufen perfekt horizontal sind. Der Anstieg des Rauschens von 70° zum Zenit ist durch das 'spill-over' der Antenne verursacht. Beim Fahren zur nächsten Position ist manchmal (z.B. 65 → 70°) erhöhtes Rauschen zu bemerken. Das Signal vom Flusskalibrator beträgt 8dB, also weit außerhalb des dargestellten Bereichs.*

Außerdem kommen noch die Schwarzkörperstrahlung von 2.7 K des kosmischen Mikrowellenhintergrunds (CMB = Cosmic Microwave Background) und das Kontinuum der Milchstrasse besonders in der galaktischen Ebene und in Richtung auf das Zentrum hinzu.

Fehlerbetrachtungen

Die aus den Messdaten erschlossenen zahlenmäßigen Ergebnisse sind natürlich mit Fehlern behaftet. Neben den statistischen Fehlern, die sich z.B. aus Mittelwertbildung und linearer Regression ergeben, sollte man sich auch sehr genau die Rohdaten ansehen, ob zufällig auftretende schwache oder starke Störsignale auftreten, ob das Signalniveau Schwankungen aufweist, oder ob irgendetwas Auffälliges oder Unerwartetes oder anscheinend Unerklärliches zu bemerken ist. Im Idealfall sollten die Stufen des Himmelsprofils eben sein, also die Messwerte bei einer Elevation nur um einen Mittelwert schwanken. Wie Fig.18 zeigt, kann es nicht nur passieren, dass die Antennenmotoren Störsignale produzieren, aber auch dass das Signalniveau sich langsam verändert, aufgrund von Änderungen des Empfangssystems oder des Wetters, d.h. durch vorbeiziehende Wolken. Gibt es Abweichungen vom zu erwarteten Messwert? Beispielsweise sollte das Rauschniveau des leeren Himmels von und nach einem Driftscan mit dem Wert übereinstimmen, den man für diese Elevation aus dem Himmelsprofil gemessenen voraussagen kann. Daneben können auch schwache oder starke kurze Störsignale auftreten, von elektrischen und elektronischen Geräten, Radar, und auch vorbeifliegenden Vögeln. Man sollte versuchen, alle Auffälligkeiten und Fehlerquellen zu identifizieren, zu verstehen und geeignete Mittel und Methoden zu finden, derartige Fehler auszuschalten oder kompensieren. Neben statistischen und zufälligen Fehlern gibt es auch systematische Fehler, zum Beispiel besteht eine gewisse Unsicherheit in der Annahme der Kalibratortemperatur von 290 K. Alle diese Fehlerquellen sind quantitativ zu erfassen und ihr Einfluss auf das Ergebnis ist zu ermitteln. Daraus ergibt sich, welche Einzelfehler am wichtigsten sind, und bei welcher Messung man besser auf größte Sorgfalt achten muss, falls dies möglich ist ...

Vorprojekt: die Fouriertransformation und ihre Eigenschaften

Aus den Beobachtungen mit dem Interferometer erhalten wir eine Visibilitätsfunktion, deren Werte an einer Anzahl N von Baselines b gegeben sind, die den Ortsfrequenzen (spatial frequency) $u = b/\lambda$ entsprechen. Der größtmögliche Abstand b_{max} zweier Antennen bestimmt die obere Grenze $u_{max} = b_{max}/\lambda$ der Ortsfrequenzen. Mit KURT können wir entweder in der Zwei-Antennen Konfiguration eine beliebige Anzahl N von beliebig angeordneten Baselines erhalten, oder in der N-Baseline Konfiguration $N=2^n$ Baselines auf einem regelmäßigen Gitter.
Es gilt nun, aus den N Visibilitätswerten durch eine Inverse Fouriertransformation das Bild der Radioquelle zu rekonstruieren.

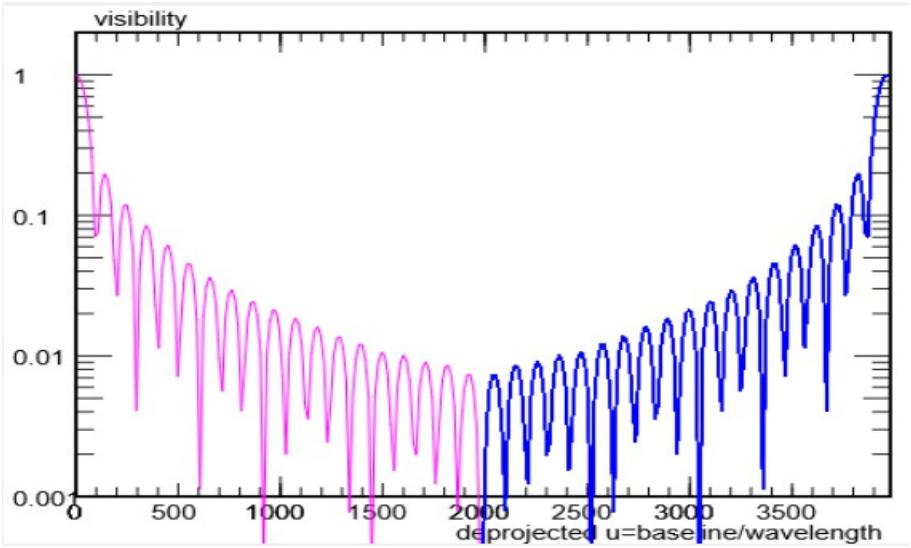


Fig.19: *Ortsfrequenzspektrum einer gleichmäßig hellen Scheibe, wie es sich aus der Fourier-transformation der Helligkeitsverteilung ergibt. Weil das Bild reellwertig ist, sind die beiden Hälften (positive u-Werte: violett, negative u-Werte: blau) symmetrisch zueinander. Bei der Messung der Visibilitätsfunktion wird nur eine Hälfte verwendet. Eine verständlichere Darstellung des Spektrums mit u=0 in der Plotmitte erhält man durch Verschieben der Daten um N/2 Punkte.*

Im Prinzip könnten wir diese Transformation auch „zu Fuss“ ausführen, indem wir die Intensität I(x) des Bildes bei verschiedene Positionen x das Integral berechnen.

$$I(x) = \int V(u) \exp(-2\pi\, u\, x)\, du$$

Wenn die Visibilitätsfunktion V(u) nicht auf einem äquidistanten Gitter vorliegt, würden wir sie aus den Messwerten interpolieren, zum Beispiel durch lineare Interpolation zwischen den beiden benachbarten u-Punkten. Die Integration erstreckt sich von u = 0 bis u_{max}.

Da die Fast Fourier Transform (FFT) in verschiedenen Programmiersprachen als erprobte und flexible Routine erhältlich ist (zum Beipiel bei Python in Numpy), ist es praktischer, diese zu verwenden. Ein solches Modul erwartet als Eingangsdaten einen Vektor aus 2^n komplexen Zahlen (Real- und Imaginärteil), ähnlich wie die Daten von KURT (Betrag (Magnitude) und Phase). Die Ausgangsdaten

enthalten das (komplexe) Spektrum an $N = 2^n$ Frequenzen in dieser Reihenfolge der Ortsfrequenzen u (wie in Fig.19 gezeigt) :

$$u = 0, \Delta u, 2\Delta u, \ldots, u_{max}, -u_{max}, \ldots, -\Delta u \quad \text{wobei } \Delta u = 2u_{max}/N.$$

Man beachte, dass die inverse Routine das Spektrum in derselben Struktur benötigt.

Obgleich die Anwendung der Fouriertransformation mit Hilfe einer FFT Routine als unproblematisch erscheinen mag, lohnt es sich sehr, sich erstmal mit einigen numerischen Experimenten mit den Eigenschaften dieser Transformation (und der Routine) eingehend vertraut zu machen. Nach Installation einer FFT Routine wird diese mit einfachen Funktionen getestet:

Ein Sinus-Signal:

- Man erstelle sich auf einem linearen Gitter von 2^n Zeitpunkten zwischen -T/2 und +T/2, also mit einer Gesamtdauer T einen Datensatz einer einfachen Sinuswelle mit einer Frequenz f.
- Anwendung der FFT ergibt ein Spektrum von 2^n Frequenzpunkten, das sich zwar zwischen $-f_{max}/2$ und $+f_{max}/2$ erstreckt, aber in der oben angegebenen Reihenfolge auftritt.
  - Wie ist die Zuordnung der Frequenzpunkte mit den wirklichen Frequenzen, so dass man im Spektrum den zu erwartenden Peak bei der Frequenz f der Sinuswelle erhält? Man wird bemerken, dass das Spektrum aus zwei Peaks besteht, nämlich bei +f, aber auch bei -f. Der Grund ist, dass die Fouriertransformation einer reellwertigen Funktion symmetrisch im Realteil ist, aber anti-symmetrisch im Imaginärteil (bzw. der Phase). Es reicht also, den Frequenzverlauf des Signals durch das halbe Spektrum zu charakterisieren.
  - Welche Beziehung besteht zwischen der Zeit Δt zwischen zwei Datenpunkten und der Frequenzbreite f_{max} des Spektrums?
  - Welche Beziehung besteht zwischen der Gesamtdauer T und der spektralen Auflösung Δf (oder der Breite der Frequenzbins)?

Ein einfaches Bild:

- Als nächstes erzeuge man ein 1-D zum Beispiel eine helle Region der Breite D und der Intensität = 1.0, das in einem Datensatz der Länge 2^n und der Breite B des Gesichtsfeldes bestehe, wobei die Position zweckmäßigerweise als Winkel α (in Bogenmaß!) gegenüber der Bildmitte (α=0) aufzufassen ist. Siehe Fig.19.
- Anwendung der FFT gibt das Spektrum der Ortsfrequenzen u mit 2^n Punkten zwischen $-u_{max}/2$ und $+u_{max}/2$.
  - Wiederum wird zu sehen sein, dass die Amplitude des (komplexen) Ortsfrequenz-spektrums symmetrisch zu u=0 ist, die Phase aber einen Sprung um 180° macht, weil die Intensität reellwertig ist. Die mit dem Interferometer gemessene Visibility Amplitude bei positiven und negativen Ortsfrequenzen u ist dieselbe, und sie hat daher die halbe Länge des FFT Datensatzes.
  - Welche Beziehung besteht zwischen $\Delta\alpha$ zwischen zwei Bildpunkten und der Raumrequenzbreite u_{max} des Spektrums?
  - Welche Beziehung besteht zwischen der Bildbreite B und der spektralen Auflösung Δu (oder der Breite der Frequenzbins)?

Von der Visibility Funktion zum Bild:

- Da aus der vom Interferometer erhaltenen Visibility mit $N = 2^n$ Punkten für die Rekonstruktion des Bildes eine inverse FFT der doppelten Länge benötigt, wird der Eingangsdatensatz der Länge 2N für die FFT folgendermaßen komplettiert:

  für k = 0 … N-1

  a(k) = VisiReal(k) + i * VisiImag(k)

  a(N+k) = VisiReal(N-k) – i * VisiImag(N-k)

- Schließlich überzeuge sich man davon, dass aus der vom zweiten Versuch entnommenen Visibility Funktion das ursprüngliche Bild wieder rekonstruiert wird.

Die Visibility bei u=0:

- Die Visibility bei der Ortsfrequenz u=0 hat eine besondere Bedeutung: ihr Wert beschreibt den konstanten Anteil der Intensität, z.B. des Himmelshintergrundes. Wenn man bei schwachen Objekten, die nur ein bißchen über den Hintergrund hinausragt, den Hintergrund abziehen möchte, kann kann man dies auch dadurch erreichen, indem manVisi(u_0=0) um die Differenz Visi(u_1) – Visi(u_0=0) zum ersten Nachbarpunkt erniedrigt, und anschließend die ganze Visibility Funktion auf Visi(u_0=0) = 1 renormiert. Probiert es mal aus!

Projekte …

Notwendige Vorüberlegungen:

Die Benutzung des Interferometers erfordert, dass wir uns über die Parameter des Instruments erstmal Klarheit verschaffen müssen. Eine größtmögliche Antennenkonfiguration muss nicht die besten Ergebnisse bedeuten … unter Umständen bestehen die Daten zum großen Teil aus nutzlosem Rauschen!
Um die über eine Radioquelle gewünschten Informationen zu bekommen, helfen folgende Überlegungen:

1. die Winkelauflösung δ ist durch die längste Baseline b_{max} bestimmt, also des größten Abstandes zwischen den Antennen: $\sin(\delta) = \lambda/b_{max} = 1/u_{max}$ und daher auch mit der höchsten Ortsfrequenz u_{max} verknüpft
2. Die Anzahl der Baselines (bei Verwendung der FFT ist das eine Potenz von 2: 2^n) bestimmt einerseits die Anzahl n/2 der Punkte im Ortsfrequenzraum von (u = 0 bis u_{max}), an denen die Visibility-Funktion gemessen wird, und andererseits die Anzahl n der Winkelpunkte, die über das Objekt gelegt werden (von $-\alpha$ bis $+\alpha$) und mit denen das rekonstruierte Bild abgetastet wird. (Der Grund für den Faktor 1/2 ist, dass sich das Fourierspektrum von $-u_{max}$ bis $+u_{max}$ erstreckt, und symmetrisch ist, so dass es genügt, die Visibility im halben Bereich zu betrachten)

3. Daher besteht das Gesichtsfeld von $-\alpha$ bis $+\alpha$ aus 2^n Pixeln mit der Breite der Winkelauflösung, demnach $\alpha = 2^{n-1}\,\delta$. Eine mögliche Einschränkung wäre z.B. dass das Gesichtsfeld größer als der Winkeldurchmesser der Quelle sein muss, allerdings auch nicht um ein Vieles größer.
4. Aus Fig.9 sieht man, dass die Visibility-Funktion der Scheibe der Sonne aus einer Folge von Buckeln besteht. Es ist offensichtlich, dass die Qualität des rekonstruierten Bildes von der Qualität der Visibility abhängt, d.h. wie gut die Buckel vom Gitter der Ortsfrequenzwerte repräsentiert werden können. Wie aus Fig. 9 und 11 ersichtlich, ist die Breite der Buckel gleich dem Abstand der ersten Nullstelle der Visibility von $u = 0$, die ihrerseits vom Winkeldurchmesser der Quelle abhängt. Als ein Maß für die Qualität der Abtastung die Visibility könnte die Anzahl der Ortfrequenzpunkte dienen, mit denen ein Buckel überdeckt wird. Da die Visibility zu großen Ortsfrequenzen abnimmt, ist es offensichtlich, dass sie schließlich vom Rauschen dominiert wird, was die Information über sehr feine Bildstrukturen begrenzen wird.
5. Mit Hilfe dieser Abschätzungen können wir ermitteln, welche Werte für b_{max} und 2^n überhaupt möglich oder am geeignesten sind, um Beobachtungen mit den von uns gewünschten Zielen und Eigenschaften zu erreichen.

Normalerweise haben wir keine Erfahrung mit einem Interferometer … weil KURT von der Sonne als einer sehr starken Radioquelle zuverlässige Ergebnisse schon in wenigen Sekunden erreicht, ist es sehr ratsam, einige Versuchsbeobachtungen auszuführen. Und sich dabei auch erstmal einen Überblick zu verschaffen, wie sich die Anzahl der Baselines und die maximale Baseline auswirken …

Allgemeines:

Bevor Messungen mit dem Interferometer begonnen werden, wollen wir hier im Praktikum immer in dieser Weise verfahren:

1. Wir entscheiden uns für eine Betriebsfrequenz. Dies kann ganz nach Wunsch – aufgrund von anderen Informationen – geschehen, oder dem Zufall überlassen werden, um Dinge zu entdecken, die wir noch nicht wussten...
2. Um einen Vergleich mit den interferometrischen Beobachtungen zu bekommen, messen wir das Objekt mit Einzelteleskopen, und führen die **vollständige Kalibration** durch.
   1. Zuerst wird dazu ein **kleiner Spiegel mit einer breiten Antennenkeule** verwendet, die breiter als der Winkeldurchmesser der Quelle ist. Daher betrachten wir die Quelle als nichtaufgelöste Punktquelle. Damit erhalten wir den Radiofluss der Quelle.
   2. In einem zweiten Schritt wählen wir uns einen **großen Spiegel mit einer schmalen Antennenkeule**, die schmaler als das Objekt ist, um uns einen Eindruck von der Feinstruktur der Quelle zu verschaffen. Die Simulation mit KURT versetzt uns in die glückliche Lage, eine derartige nicht-realisierbare Messung durchzuführen.

Projekt A: Wie sieht die Radiosonne aus?

Die Sonne hat im Radiobereich nicht nur eine andere Gestalt als die etwa gleichmäßig helle Scheibe im optischen Bereich, sondern das Bild ändert sich auch mit der Frequenz, da bei unterschiedlichen Frequenzen man verschieden tief in die Sonnenatmosphäre hineinblicken kann. Daher ist auch die über die Scheibe gemittelte Oberflächentemperatur von der Frequenz abhängig. Ziel dieses Projekts ist es, die Eigenschaften interferometrischer Beobachtungen der Sonne mit Driftscanmessungen durch Einzelantennen zu vergleichen, das Bild der Sonne bei einer oder mehreren Frequenzen zu erhalten, und die Oberflächentemperatur der Sonne zu messen.

- Man wähle eine Frequenz aus
- Driftscan mit einer Einzelantenne mit breiter Keule HPBW > 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan der Sonne, anschließend den 'leeren' Himmel bei derselben Elevation messen (Vergleich mit der Vorhersage aus dem Himmelsprofil)
  - Bestimmung der HPBW der Antenne
  - Ermittlung von Antennentemperatur und Ableitung der Oberflächentemperatur und des Radioflusses der Sonne
- Driftscan mit Einzelantenne mit schmaler Keule HPBW << 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan der Sonne
  - Oberflächentemperatur = Antennentemperatur, Radiofluss
- N-Baseline Interferometer
  - welche Parameter (b_{max}, 2^n) sollte das Interferometer haben, um die im Driftscan mit schmaler Keule erkennbaren Feinheiten noch zuverlässig sehen zu können? Nehmen wir einmal an, dass unser Institut ein Radiointerferometer in Wirklichkeit aufbauen wollte. Da ein Instrument mit vielen Antennen natürlich entsprechend teuer im Aufbau und Betrieb ist, stellt sich die Frage, wie eine Minimalkonfiguration aussehen könnte. Was ist Euer Ratschlag? Welches ist Euer optimales Design?
  - Aus der gemittelten Visibilitätsfunktion Rekonstruktion des Helligkeitsprofils
  - Vergleich mit dem Driftscan mit schmaler Keule

Danach alternativ:

- Driftscan mit schmaler Keule und N-Baseline Interferometer auf einer oder mehreren anderen Frequenzen wiederholen, um die spektrale Energieverteilung (Radiofluss als Funktion der Frequenz) und frequenzabhängige Temperatur zu bestimmen.
- Kartierung durch Driftscans mit schmaler Keule und bei verschiedenen Offsets in Elevation: Hierbei wird die Quelle mehrmals durch die Antennenkeule laufen gelassen, wobei der vertikale Offset in ausreichend kleinen Schritten verändert wird. Damit erhält man von der Quelle horizontale Beobachtungstreifen, die man in einem Programm in ein Bild zusammensetzen kann.

Projekt B: Was können wir mit einem 2-Antennen-Interferometer über die Sonne erfahren?

Wollten wir uns von der Sonne ein Radiobild mit einer hohen Winkelauflösung wünschen, so wäre vielleicht ein Interferometer mit mehreren Hundert Antennenspiegeln dazu notwendig. Mit dem Simulator KURT haben wir zwar die Freiheit, mit einem derartigen Trauminstrument bequem umzugehen, aber es stellt sich die Frage, ob wir nicht auch zumindest hinreichend gute Ergebnisse mit einem weniger aufwändigen (und in der Realität: teuren) Instrument erhalten könnten. Auch mit zwei Antennen hat kann man Interferometriedaten gewinnen, indem die Antennen in verschiedenen Abständen platziert werden, und so die Daten aufgesammelt und kombiniert werden. In diesem Projekt wollen wir diese grundlegende Methode bei Sonnenbeobachtungen anwenden, und erkunden, wie gut wir damit das Radiobild der Sonne erhalten können.

- Man wähle eine Frequenz aus
- Driftscan mit einer Einzelantenne mit breiter Keule HPBW > 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan der Sonne, anschließend den 'leeren' Himmel bei derselben Elevation messen (Vergleich mit der Vorhersage aus dem Himmelsprofil)
  - Bestimmung der HPBW der Antenne
  - Ermittlung von Antennentemperatur und Ableitung der Oberflächentemperatur der Sonne
- Driftscan mit Einzelantenne mit schmaler Keule HPBW << 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan der Sonne
  - Oberflächentemperatur = Antennentemperatur
- 2-Antennen Korrelations-Interferometer („visibility“)
  - Schon mit einem Interferometer, das nur aus zwei Antennen besteht und entsprechend kostengünstig ist, kann die Visibility-Funktion bestimmt werden, wenn eine Antenne in verschiedenen Abständen zur anderen aufgestellt werden kann. Dies war besonders in der Anfangszeit der Radioastronomie angebracht.
  - Bestimmung des Winkeldurchmessers der Sonne: während die Sonne nachgeführt wird (tracken), gibt man im Feld 'Antenna separation' einen Wert an, klickt dann auf den Knopf 'Single measurement', und die Messung wird im 'visibility amplitude' geplottet. Durch Versuche mit anderen Werten suche man die erste Nullstelle der Visibility-Funktion. Die Daten stehen unter dem Reiter 'Output' zu Abspeichern und weiterer Auswertung zur Verfügung.
  - Bestimmung der Himmelsposition der Sonne: Durch rasch aufeinander folgende Messungen ist es möglich, die Visibility-Funktion bis zur ersten (oder zweiten) Nullstelle durch ausreichend viele Antennendistanzen (Baselines) abzutasten. Die erhaltene Visibility-Funktion (ohne die Phasenkorrektur auf den Meridian!) wird auf das regelmäßige Gitter von 2^n Baselines geeignet interpoliert, so dass mit Hilfe der Inverse Fouriertransformation das Bild rekonstruiert wird, das die Sonne an ihrer Position neben dem Meridian zeigt. Wie gut stimmt der Abstandswinkel vom Meridian mit der wahren Position (Az, El) überein?
  - Die Visibilities der Sonne bei verschiedenen Baselines, vielleicht auch zu verschiedenen Zeiten können in einer Visibility-Funktion gesammelt werden, wobei die Einzelwerte durch die Phasenkorrektur auf die gemeinsame Position im Meridian geschoben werden. Für die

Anwendung der inversen FFT wird dann noch die Interpolation der Amplituden- und Phasen-Werte der Einzelmessungen auf das regelmäßige Gitter von 2^n Baselines notwendig. Die einfachste Methode ist anzunehmen, dass die Visibility-Funktion ein Polygonzug durch die Messwerte bildet und dass dazwischen linear interpoliert wird … man kann sich auch für eine andere Art entscheiden, wie die Vorgabe einer dem Bearbeiter sinnvoll erscheinende gezeichnete Kurve durch die Messwerte …
    - Wenn die Ergebnisse nicht ganz so schön wie erhofft aussehen, kann man sich durch einer Beobachtung mit einem 'N-Baseline Interferometer ' erfrischen!

Projekt C: Der Mond

Der Mond hat denselben Winkeldurchmesser wie die Sonne, ist aber wesentlich schwächer. Daher wird auch in der Visibility-Funktion das Rauschen des Instruments sich stärker bemerkbar machen, was auch das realisierbare Auflösungsvermögen begrenzt. Dies ist kein Nachteil, weil die Mondscheibe keinerlei feine Detail aufweist. Das Interessante am Mond ist der monatliche Wechsel seiner Gestalt – aus dem optischen uns vertraut – und seiner Oberflächentemperatur. Beides sind stark von der Frequenz abhängig, bei der beobachtet wird.

- Man wähle eine Frequenz aus
- Driftscan mit einer Einzelantenne mit breiter Keule HPBW > 0.5°
    - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
    - Driftscan des Mondes, anschließend den 'leeren' Himmel bei derselben Elevation messen (Vergleich mit der Vorhersage aus dem Himmelsprofil)
    - Bestimmung der HPBW der Antenne
    - Ermittlung von Antennentemperatur und Ableitung der Oberflächentemperatur des Mondes
- Driftscan mit Einzelantenne mit schmaler Keule HPBW << 0.5°
    - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
    - Driftscan des Mondes
    - Oberflächentemperatur = Antennentemperatur
- N-Baseline Interferometer
    - welche Parameter (b_{max}, 2^n) sollte das Interferometer haben, um die im Driftscan mit schmaler Keule erkennbare Gestalt zuverlässig messen zu können?
    - Aus der gemittelten Visibilitätsfunktion Rekonstruktion des Helligkeitsprofils
    - Vergleich mit dem Driftscan mit schmaler Keule
- Da der Mond sich nur etwas über das Rauschen des Himmelsuntergrundes hervorhebt, ist es sinnvoll, im rekonstruierten Bild diese konstante Hintergrundsintensität abzuziehen. Weil die Visibility bei Ortsfrequenz u=0 den konstanten Anteil der Bildintensität beschreibt, kann die Subtraktion auch dadurch geschehen, dass manVisi(u_0=0) um die Differenz Visi(u_1) – Visi(u_0=0) zum ersten Nachbarpunkt erniedrigt, und anschließend die ganze Visibility Funktion auf Visi(u_0=0) = 1 renormiert.

Danach alternativ:

- Man wiederhole Driftscan mit schmaler Keule und Interferometer-Messung bei einer anderen Mondphase, z.B. zwei Wochen später.
- Driftscan mit schmaler Keule und N-Baseline Interferometer auf einer oder mehreren anderen Frequenzen wiederholen, um die spektrale Energieverteilung (Radiofluss als Funktion der Frequenz) und frequenzabhängige Temperatur zu bestimmen.

Projekt D: Die Mondphasen

Der Mond hat denselben Winkeldurchmesser wie die Sonne, ist aber wesentlich schwächer. Daher wird auch in der Visibility-Funktion das Rauschen des Instruments sich stärker bemerkbar machen, was auch das realisierbare Auflösungsvermögen begrenzt. Dies ist kein Nachteil, weil die Mondscheibe keinerlei feine Detail aufweist. Das Interessante am Mond ist der monatliche Wechsel seiner Gestalt – aus dem optischen uns vertraut – und seiner Oberflächentemperatur. Beides sind stark von der Frequenz abhängig, bei der beobachtet wird.
Dieses Projekt hat daher zum Ziel, den Gang von Temperatur und Gestalt des Mondes während seines Umlaufs zu verfolgen.

- Man wähle eine Frequenz aus
- Driftscan mit einer Einzelantenne mit breiter Keule HPBW > 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan des Mondes, anschließend den 'leeren' Himmel bei derselben Elevation messen (Vergleich mit der Vorhersage aus dem Himmelsprofil)
  - Bestimmung der HPBW der Antenne
  - Ermittlung von Antennentemperatur und Ableitung der Oberflächentemperatur des Mondes
- Driftscan mit Einzelantenne mit schmaler Keule HPBW << 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan des Mondes
  - Oberflächentemperatur = Antennentemperatur
- N-Baseline Interferometer
  - welche Parameter (b_{max}, 2^n) sollte das Interferometer haben, um die im Driftscan mit schmaler Keule erkennbaren Muster noch zuverlässig sehen zu können?
  - Aus der gemittelten Visibilitätsfunktion Rekonstruktion des Helligkeitsprofils. Zur Subtraktion der Intensität des Himmelsuntergrunds, siehe auch Projekt C.
  - Vergleich mit dem Driftscan mit schmaler Keule
- Man wiederhole Driftscan mit schmaler Keule und Interferometer-Messung bei anderen Zeiten, um – idealerweise – die Mondphasen etwa gleichmäßig zu überdecken … Wie verlaufen die Oberflächentemperatur und die Gestalt des Mondes mit der Mondphase?

Projekt E: Die HII-Region M42 im Orion, oder andere bekannte Radioquellen

Im Radiobereich sind am Himmel keine Sterne (mit Ausnahme der Sonne) zu erkennen, aber einige seit der Anfangszeit der Radioastronomie bekannte Einzelquellen, wie die Supernovaüberrest Cassiopeia A und Taurus A, die Radiogalaxien Cygnus A und Virgo A (oder M87), und der die HII Region des Orionnebels (Orion-A, M42), die sich durch ihre spektrale Energieverteilung unterscheiden, aufgrund des unterschiedlichen Ursprungs der Radioemission. Allerdings sind leider diese Quellen zu klein, um von KURT im Detail modelliert zu werden. Daher werden manche Quellen nur als kleine Scheibchen dargestellt.

- Man wähle eine Frequenz aus
- Driftscan mit einer Einzelantenne mit breiter Keule HPBW > 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan der Quelle, anschließend den 'leeren' Himmel bei derselben Elevation messen (Vergleich mit der Vorhersage aus dem Himmelsprofil)
  - Bestimmung der HPBW der Antenne
  - Ermittlung von Antennentemperatur und Ableitung des Radioflusses
- Driftscan mit Einzelantenne mit schmaler Keule HPBW << 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan
  - Radiofluss
- N-Baseline Interferometer
  - welche Parameter (b_{max}, 2^n) sollte das Interferometer haben, um die im Driftscan mit schmaler Keule erkennbaren Strukturen zuverlässig sehen zu können?
  - Aus der gemittelten Visibilitätsfunktion Rekonstruktion des Helligkeitsprofils. Zur Subtraktion der Intensität des Himmelsuntergrunds, siehe auch Projekt C.
  - Vergleich mit dem Driftscan mit schmaler Keule
- Driftscan mit schmaler Keule und N-Baseline Interferometer auf einer oder mehreren anderen Frequenzen wiederholen, um die spektrale Energieverteilung (Radiofluss als Funktion der Frequenz) zu bestimmen, und auf den Emissionsmechanismus (thermische Bremsstrahlung oder Synchrotonstrahlung) zu schließen.

Projekt F: Ein rätselhaftes Objekt

Um es gleich zu verraten: die Radioquellen mit der Bezeichnung wie K09+05 gibt es in Wirklichkeit auch nicht am Himmel, sondern sie sollen nur Beispiele für protoplanetare Scheiben darstellen, die im Infraroten beobachtet werden. Da die echten Objekte wesentlich kleiner sind, als es mit KURT modellierbar wäre, sind auch ihre Winkelabmessungen entsprechend größer gemacht worden. Ebenso ist ihre Temperatur höher angesetzt worden, damit sie mit KURT sichtbar bleiben. Aber sonst haben diese Quellen ähnliche Eigenschaften wie die staubigen Scheiben sich bildender Planetensysteme.

Das Ziel sollte es sein, eine möglichst genaue Charakterisierung des Objekts zu erhalten.

- Man wähle eine Frequenz aus
- Driftscan mit einer Einzelantenne mit breiter Keule HPBW > 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan, anschließend den 'leeren' Himmel bei derselben Elevation messen (Vergleich mit der Vorhersage aus dem Himmelsprofil)
  - Bestimmung der HPBW der Antenne
  - Ermittlung von Antennentemperatur und Ableitung von Radiofluss und Oberflächentemperatur
- Driftscan mit Einzelantenne mit schmaler Keule HPBW << 0.5°
  - Himmelsprofil + Flusskalibrator; Auswertung
  - Driftscan
  - Oberflächentemperatur = Antennentemperatur, Radiofluss
- N-Baseline Interferometer
  - welche Parameter (b_{max}, 2^n) sollte das Interferometer haben, um die im Driftscan mit schmaler Keule erkennbare Struktur noch zuverlässig sehen zu können? Nehmen wir einmal an, dass unser Institut ein Radiointerferometer in Wirklichkeit aufbauen wollte. Da ein Instrument mit vielen Antennen natürlich entsprechend teuer im Aufbau und Betrieb ist, stellt sich die Frage, wie eine Minimalkonfiguration aussehen könnte. Was ist Euer Ratschlag? Welches ist Euer optimales Design?
  - Aus der gemittelten Visibilitätsfunktion Rekonstruktion des Helligkeitsprofils. Zur Subtraktion der Intensität des Himmelsuntergrunds, siehe auch Projekt C.
  - Vergleich mit dem Driftscan mit schmaler Keule

Danach, zum Beispiel:

- Vielleicht auch: Bestimmung des Winkeldurchmessers des Objekts durch Aufsuchen der ersten Nullstelle der Visibility-Funktion.
- Driftscan mit schmaler Keule und N-Baseline Interferometer auf einer oder mehreren anderen Frequenzen wiederholen, um die spektrale Energieverteilung (Radiofluss als Funktion der Frequenz) und frequenzabhängige Temperatur zu bestimmen.
- Kartierung durch Driftscans mit schmaler Keule und bei verschiedenen Offsets in Elevation: Hierbei wird die Quelle mehrmals durch die Antennenkeule laufen gelassen, wobei der vertikale Offset in ausreichend kleinen Schritten verändert wird. Damit erhält man von der Quelle horizontale Beobachtungstreifen, die man in einem Programm in ein volles 2-D Bild zusammensetzen kann.
- Was lässt sich über die Gestalt und die radiale Helligkeitsverteilung des Objekts aussagen?

Literatur

Radioastronomie Lehrbücher

- *T.L.Wilson, K.Rohlfs, S.Hüttemeister*, Tools of Radio Astronomy, Springer (mehrere Auflagen) sehr gutes Lehrbuch, umfasst sehr detailliert alle Aspekte
- *B.F.Burke, F.Graham-Smith*, An Introduction to Radio Astronomy, Cambridge University Press, 1997: gute Einführung und Lehrbuch
- *G.L.Verschuur, K.I.Kellermann*, Galactic and Extragalactic Radio Astronomy, Springer, 1974 (auch ältere Auflagen): obwohl etwas veraltet, gibt es einen guten Überblick über Methoden und Beobachtungsergebnisse
- *J.L.Pawsey, R.N.Bracewell*, Radio Astronomy, Clarendon Press, Oxford, 1955: obzwar veraltet, führt dieses gute Lehrbuch aus der Anfangszeit in die Grundlagen ein.

Artikel

- *A.T.Moffet,* Brightness Distribution in Discrete Radio Sources: I.Observations with an East-West Interferometer, 1962, Astrophys.J.Suppl. 7,93
  (mit einer recht guten Einführung in Interferometrie)
- *C.Monstein*, Messungen der Mondtemperatur auf 10 GHz
  http://www.e-callisto.org/GeneralDocuments/Moon_Temperatur/Mond2001V2German.pdf
  oder http://www.pa0ehg.com/extra/moontemp.pdf
- *J.H.Piddington, H.C.Minnett*, Microwave Thermal Radiation from the Moon, 1949, Australian Journal of Scientific Research A, vol. 2, p.63

Weblinks

- KURT https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/KURT/KURT.html
- InterferometerExplorer (zum Schauen wie sich welches Objekt mit welchen Instrumentparameter darstellt)
  https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/InterferometerExplorer.html
- FourierExplorer (Berechnung der Visibility-Funktion für verschiedene Beispielsignale und -bilder, und deren Rekonstruktion nach Filterung im Ortsfrequenzraum)
  https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/FourierExplorer.html
- Helligkeitsprofile der Sonne
  https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/RadioSunProfiles.html
- Radiokarten vom Mond
  https://portia.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/LunarRadioMaps.html

- Radiometrie auf 10 GHz: http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/10GHz/
- Spektrometrie auf 1420 MHz: http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/Haystack/
- Simulator für Radiometrie auf 10 GHz:
  http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/10GHz/applets/trainer/
- Position und Durchmesser von Sonne und Mond: http://www.astrophysik.uni-kiel.de/~koeppen/JS/SunMoon.html
- Körper des Sonnensystems: http://www.astrophysik.uni-kiel/~koeppen/orrery/
  JAVA Applet berechnet Position, Winkeldurchmesser und andere Eigenschaften.

Allgemein

- *A. Unsöld, B. Baschek*, Der neue Kosmos, Springer, 7. Aufl., 2002
- *H.H. Voigt*, Abriß der Astronomie, Wiley-VCH, 6. Aufl., 2012; auch ältere Auflagen