

# Das 3-m Radioteleskop am "Astropeiler Stockert"

## Teil 2: Charakterisierung und Beobachtungen

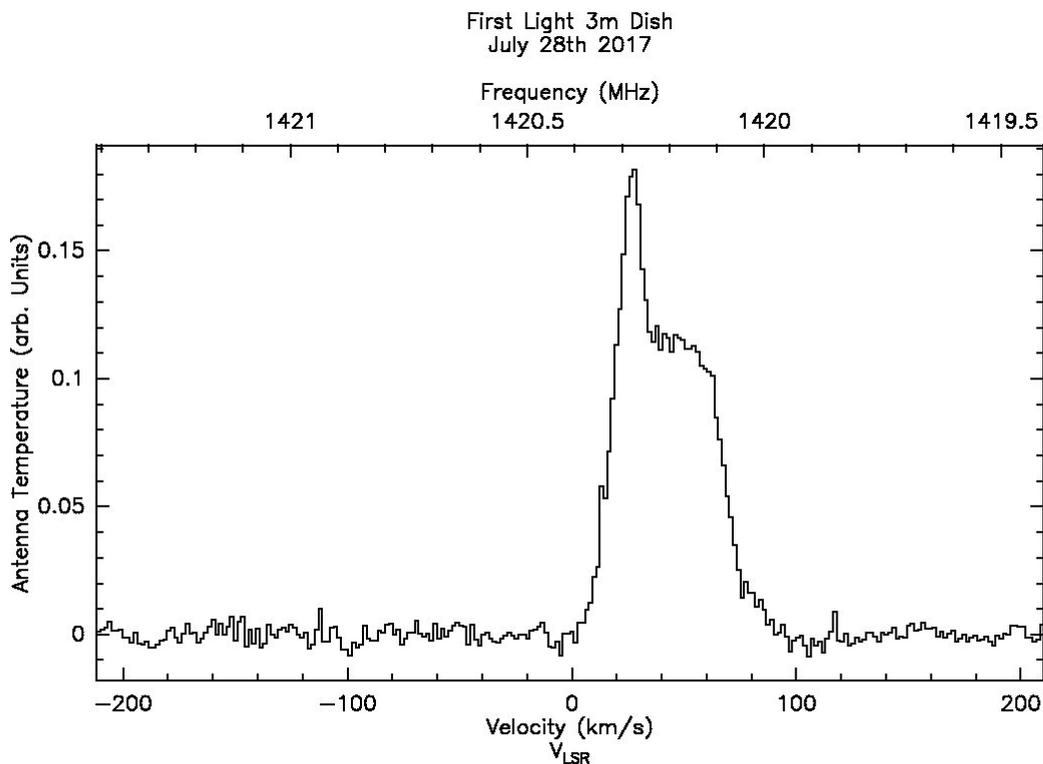
Wolfgang Herrmann

### 1. Einleitung

Im Teil 1 dieser Artikelserie haben wir den Aufbau des 3-m Teleskops beschrieben. Dieser zweite Teil handelt nun von der Charakterisierung des Instrumentes und den verschiedenen damit durchgeführten Beobachtungen.

### 2. First Light

Das "First Light" dieses Teleskops wurde am 28. Juli 2017 erreicht. Zu dem Zeitpunkt war das Teleskop noch nicht in allen Funktionen komplettiert. Es konnte bewegt werden, Feedhorn und LNA waren vorhanden und ein vorläufiges Backend konnte für Tests verwendet werden. Der erste Test bestand darin, den Anstieg des Rauschens bei Ausrichtung auf die Sonne zu beobachten. Dies ergab einen Anstieg um 9 dB. Dies hat uns ermutigt, auch nach der Emission von Wasserstoff zu sehen. Das Teleskop konnte noch nicht definiert auf eine Himmelskoordinate gefahren werden. Daher hatten wir abgeschätzt in welcher Richtung in etwa die galaktische Ebene zu finden sein müsste. In der Richtung haben wir dann ein Spektrum aufgenommen. Das Resultat ist in Abb. 1 zu sehen. Dies bezeichnen wir nun als unser "First Light".



**Abb 1:** First Light des 3-meter Teleskops: Wasserstoffspektrum

### 3. Charakterisierung

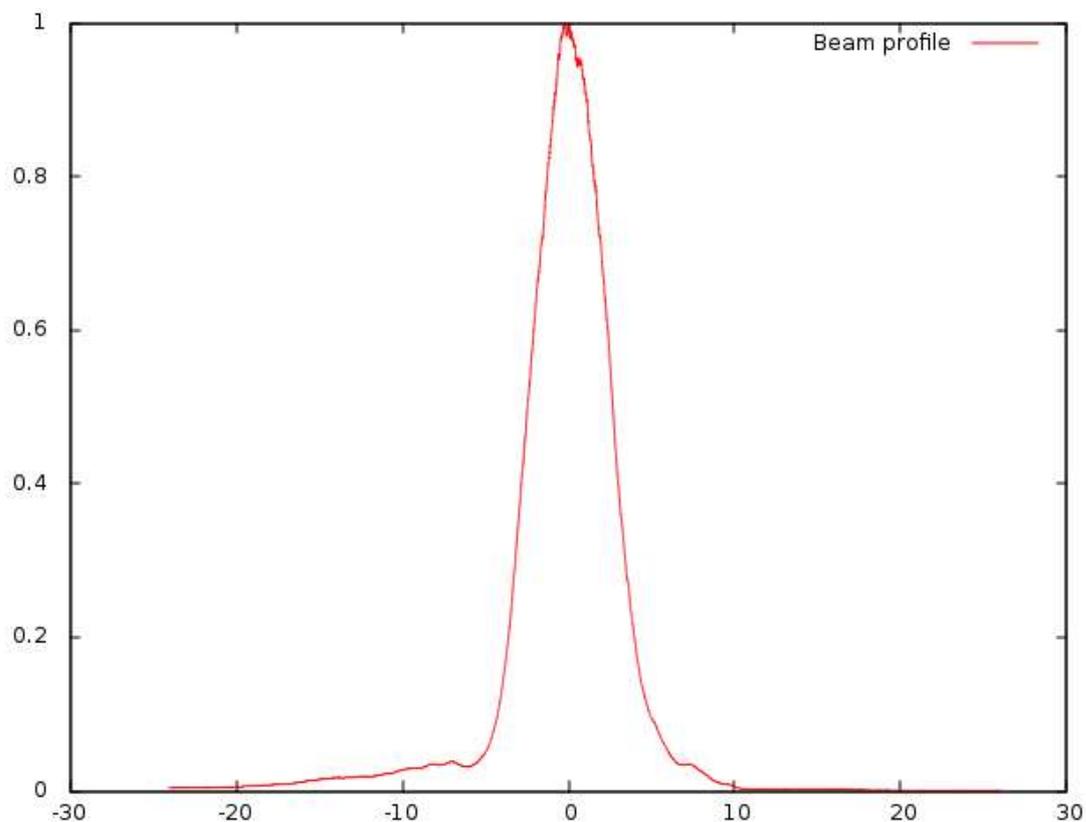
Nachdem das Teleskop insgesamt komplettiert worden war, wurden die Teleskopparameter bestimmt. Dies diente der Überprüfung, ob die Leistungsdaten den Erwartungen entsprachen.

#### 3.1. Beambreite und Nebenkeulen

Die Beambreite  $W$  eines ideal ausgeleuchteten Parabolspiegels ist

$$W = \arcsin\left(1.22 \frac{\lambda}{D}\right) \quad (1)$$

wobei  $\lambda$  die Wellenlänge und  $D$  der Spiegeldurchmesser ist. Bei 21 cm und einem Durchmesser von 3 Metern ist dies ca.  $4.9^\circ$ . In Abb. 2 ist das gemessene Beamprofil zu sehen. Dieses wurde durch einen Transit-Scan der Sonne aufgenommen.

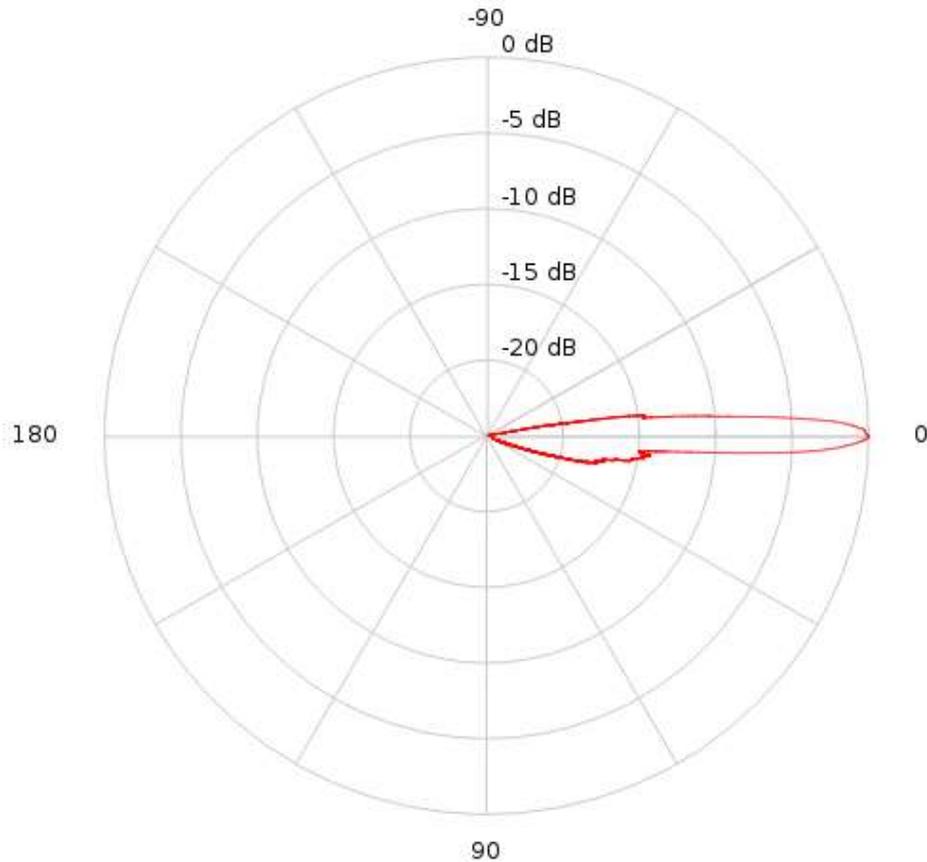


**Abb 2: Beamprofil**

*Die horizontale Achse ist der Azimutwinkel in Grad,  
die vertikale Achse ist die empfangene Leistung in relativen Einheiten*

Die gemessene 3dB Beambreite beträgt  $5,1^\circ$  und ist damit dicht beim theoretischem Wert. Es sei angemerkt, dass die Sonne keine Punktquelle ist. Die Auswirkung ihrer Größe ist jedoch relativ gering ( $0,1^\circ$ ) und wurde daher vernachlässigt. Einige Nebenkeulen sind zu sehen, auch gibt es eine gewisse Asymmetrie des Profils. Für die Anwendung ist dies jedoch tolerierbar.

Eine andere Darstellung der gleichen Daten ist in Abb.3 zu sehen. Hier ist es eine logarithmische Darstellung in Polarkoordinaten.



**Abb. 3:** Beamprofil in Polarkoordinaten

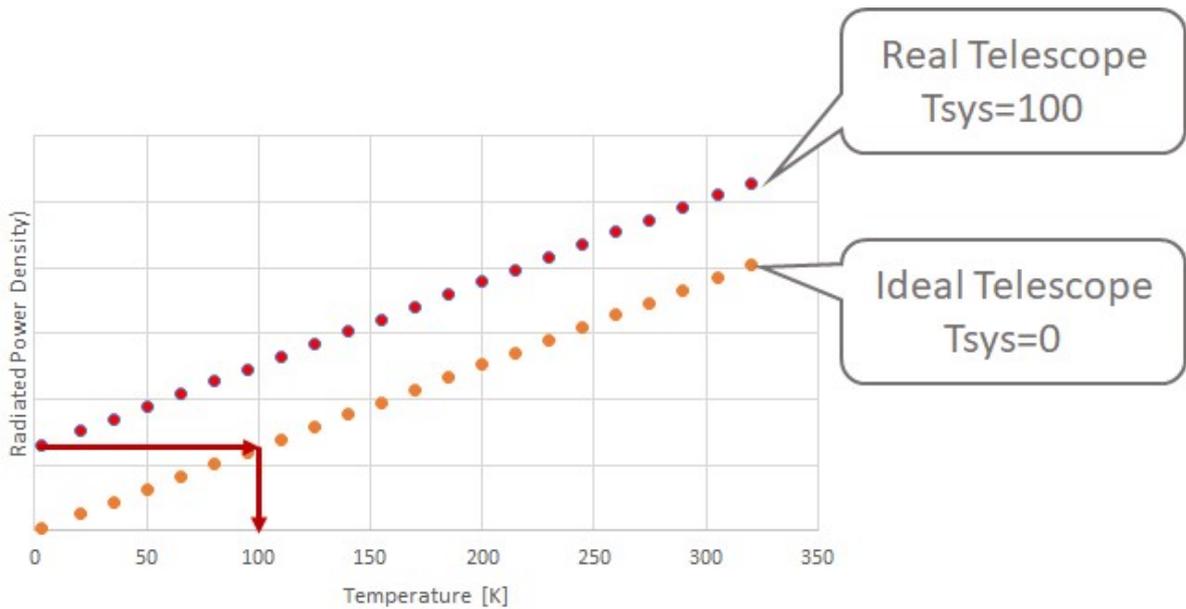
### 3.2. Systemtemperatur

#### Systemtemperatur mit der Y-Methode

Im Radiobereich ist die Energie  $B$ , die von einem Schwarzkörperstrahler ausgeht, linear von der Temperatur abhängig. Dies wird durch das Raleigh-Jeans Gesetz beschrieben:

$$B_\nu(T) = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \quad (2)$$

$k$  ist die Boltzmannkonstante,  $T$  die Temperatur,  $c$  die Lichtgeschwindigkeit und  $\nu$  die Frequenz. Ein ideales Teleskop würde kein Signal liefern, wenn es auf eine Stelle mit einer Temperatur beim absoluten Nullpunkt gerichtet wäre ( $T=0$ ). In der Realität gibt es jedoch ein Restrauschen, bedingt durch den Empfänger und weitere Unzulänglichkeiten. Dieses Signal kann durch eine Temperatur beschrieben werden. Ein ideales Teleskop würde ein gleiches Signal liefern, wenn es auf einen Schwarzkörperstrahler mit dieser Temperatur gerichtet sein würde, siehe Abb. 4. Diese Temperatur wird Systemtemperatur  $T_{\text{sys}}$  genannt.



**Abb. 4:** Signal vs. Temperatur für ideales und reales Teleskop

Da es eine lineare Beziehung zwischen Signal und Temperatur gibt, kann die Systemtemperatur durch die Messung bei zwei Temperaturen,  $T_{hot}$  and  $T_{cold}$ , bestimmt werden. Dies nennt sich Y-Methode. Die Systemtemperatur  $T_{sys}$  ist dann:

$$T_{sys} = \frac{T_{hot} - Y \cdot T_{cold}}{Y - 1} \quad (3)$$

mit

$$Y = \frac{S_{hot}}{S_{cold}} \quad (4)$$

Dabei ist  $S_{hot}$  ist das Signal bei der "hot" Temperatur und  $S_{cold}$  das Signal bei der "cold" Temperatur. Eine gute Möglichkeit dieses zu bestimmen ist es für die „hot“ Messung das Teleskop auf Bäume zu richten. Bäume sind in guter Näherung ein Schwarzkörperstrahlung, so dass die Umgebungstemperatur als „hot“ genommen werden kann. Als „cold“ Position kann der Himmelspol (RA 0h, Dec 90°) verwendet werden. Die Temperatur beträgt dort etwa 10K bei 1420 MHz.

Angewendet auf unser 3-m Teleskop ergab dies  $S_{hot} = 1606$  und  $S_{cold} = 462$  (in relativen Einheiten) mit 275 K Umgebungstemperatur und 10 K für "cold". Y beträgt dann 3,48 und damit ist die Systemtemperatur 97 K gemäß (3). Dies gilt für eine Elevation von 50°, dies ist die Position des Himmelspols auf unserem Breitengrad.

#### Systemtemperatur mit Hilfe der S7 Kalibrierungsstelle

Es gibt eine weitere sehr elegante Methode, die Systemtemperatur eins Teleskops bei 21-cm Wellenlänge zu bestimmen. Diese beruht auf der Radiometergleichung:

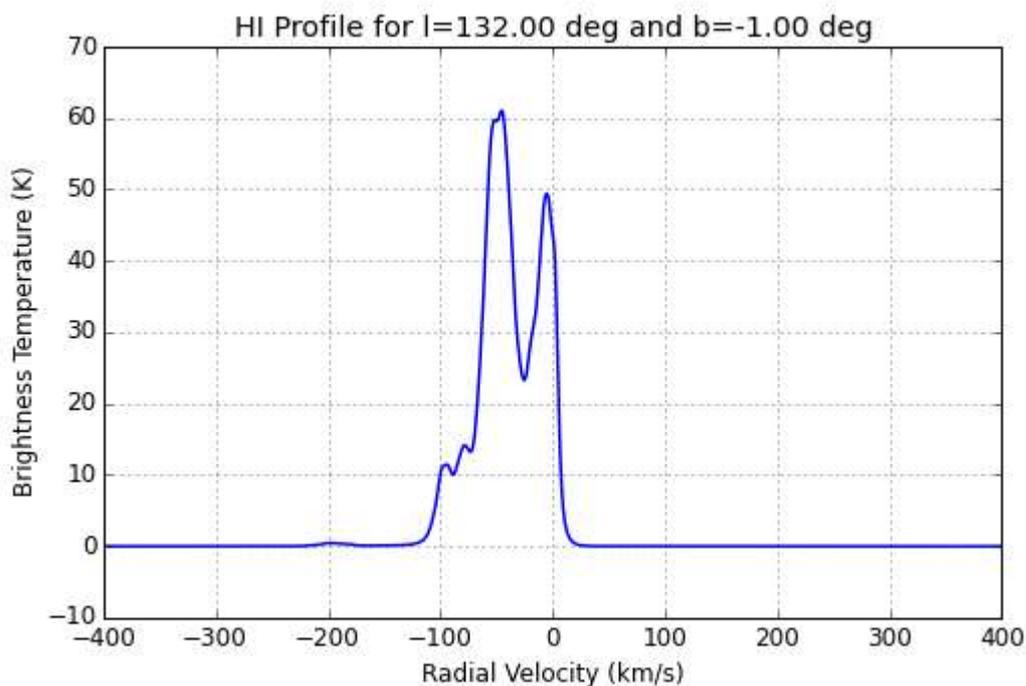
$$\sigma_{rms} = \frac{T_{sys}}{\sqrt{\Delta\nu \cdot t}} \quad (5)$$

Umstellung dieser Gleichung ergibt:

$$T_{sys} = \sigma_{rms} \sqrt{\Delta\nu \cdot t} \quad (6)$$

$\sigma_{rms}$  ist das rms-Rauschen des Signals,  $\Delta\nu$  die Messbandbreite pro spektralem Kanal und  $t$  die Messzeit. Sofern das rms-Rauschen kalibriert als Temperatur bestimmt werden kann, kann die Systemtemperatur errechnet werden. Dies erfordert eine Intensitäts-Kalibrierung des Teleskops. Glücklicherweise gibt es Stellen am Himmel, bei denen die Helligkeitstemperatur der Wasserstofflinie mit hoher Präzision bekannt ist [1]. Eine dieser Stellen ist „S7“ bei  $131^\circ$  galaktischer Länge und  $-1^\circ$  galaktischer Breite. Die besondere Eigenschaft dieser Himmelstelle ist auch, dass die Helligkeitstemperatur über einen größeren Bereich gleich ist. Daher können unterschiedliche Teleskope mit verschiedenen Beambreiten in gleicher Weise kalibriert werden. Allerdings gilt diese Aussage nicht mehr uneingeschränkt für so große Beambreiten wie die eines 3-m Teleskops. Daher muss die dafür anzusetzende Helligkeit aus den originalen Survey Daten ermittelt werden. Die kann bequemerweise mit Hilfe eines Tools des Argelander Institutes der Universität Bonn gemacht werden [2].

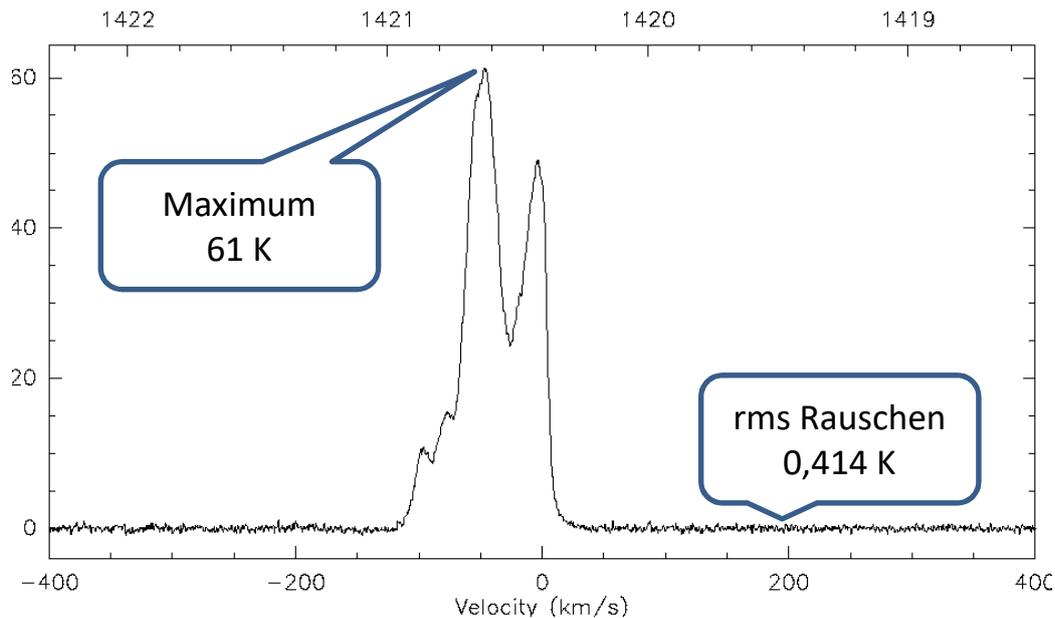
Ein solches synthetisiertes Spektrum ist unten in Abb. 5 gezeigt.



**Abb. 5:** Synthetisiertes Spektrum von S7 für  $5.1^\circ$  Beambreite

Die maximale Helligkeitstemperatur beträgt 61 K. Dies kann nun verwendet werden, um die eigene Messung zu kalibrieren.

Das Spektrum der S7 Region, beobachtet mit unserem 3-m Teleskop ist in Abb. 6 dargestellt. Die angegebenen Geschwindigkeiten sind (wie auch sonst durchgehend in diesem Papier) auf das Local Standard of Rest (LSR) Bezugssystem korrigiert.



**Abb. 6:** Beobachtetes Spektrum bei S7

Vertikale Skala ist die Helligkeitstemperatur in K

Obere horizontale Skala ist in MHz, untere horizontale Skala ist die Geschwindigkeit bezogen auf LSR

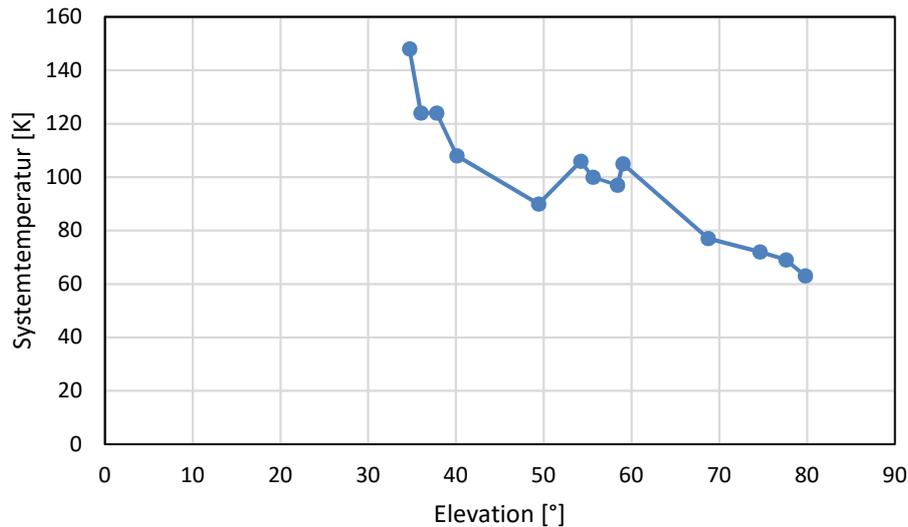
Das Signal wurde so skaliert, dass das Maximum bei 61 K lag. Dann kann das rms Rauschen in K bestimmt werden, dieses betrug 0,414 K. Die Integrationszeit betrug 20 Sekunden und die spektrale Auflösung (=Kanalbandbreite) war 2441 Hz. Die Systemtemperatur errechnet sich dann zu:

$$T_{sys} = 0.414K\sqrt{2441 \cdot 20} = 91K \quad (6)$$

Dies ist in guter Übereinstimmung mit dem Wert, der mit der Hot/Cold Methode ermittelt wurde. Damit die Werte vergleichbar sind, wurde die S7 Messung ebenfalls bei 50° Elevation durchgeführt.

Die Verwendung gleicher Elevation bei beiden Messungen ist insofern wesentlich, da die Systemtemperatur eine signifikante Abhängigkeit von der Elevation zeigt. Der Vorteil der S7 Methode liegt dann darin, dass eben diese Abhängigkeit gemessen werden kann. Da die S7 Quelle in der Elevation über den siderischen Tag variiert, kann ein Bereich von 80° (maximale Elevation von S7) bis herunter zu 35° für die Messung genutzt werden. Die untere Begrenzung ist durch die Vegetation gegeben, bei 35° wird die Messung bereits durch Bäume beeinträchtigt, darunter ist die Quelle verdeckt.

Die Abhängigkeit der Systemtemperatur von der Elevation ist in Abb. 7 dargestellt. Es zeigt sich, dass eine deutliche Zunahme von thermischer Strahlung vom Boden bei niedriger Elevation vorliegt. Dies mag mit der niedrigen Aufstellung des Teleskops zusammenhängen. Aber auch andere Einflüsse sind denkbar, hier sind weitere Untersuchungen notwendig.



**Abb. 7:** Systemtemperatur bei verschiedenen Elevationen

### 3.3. Forward Gain

Als Forward Gain eines Radioteleskops bezeichnet man die Änderung der Antennentemperatur je Flussdichte, ausgedrückt in K/Jy. Um diese zu bestimmen, benötigt man eine astronomische Quelle mit definierter Flussdichte. Für einen kleinen Spiegel ist die Sonne eine geeignete Quelle. Die Flussdichte der Sonne bei 1405 MHz wird täglich von dem australischen Bureau of Meteorology am Learmonth Observatory bestimmt. [3].

Zum Zeitpunkt der Bestimmung des Forward Gain unseres Teleskops war der Anstieg der Intensität, wenn das Teleskops auf die Sonne ausgerichtet wurde, ein Faktor 8 (9 dB). Der Fluss der Sonne war 46 "solar flux units", das sind 460.000 Jy.

Mit der Y-Faktor Methode wurde festgestellt, dass ein Temperaturanstieg von 265 K zu einem Signalanstieg um einen Faktor 3,48 führt. Dementsprechend ist die Antennentemperatur bei der Sonne 609 K. Daher ist dann der Forward Gain 0,0013 K/Jy.

### 3.4. System Equivalent Flux Density (SEFD)

Die SEFD wird häufig als ein Maß für die Empfindlichkeit eines Radioteleskops angegeben. Dieser Parameter ist definiert als die Flussdichte, bei der das gleiche Signal wie das durch die Systemtemperatur hervorgerufene entsteht. Als Mittelwert der beiden Methoden zur Bestimmung der Systemtemperatur haben wir 94 K bei 50° Elevation erhalten. Somit ist die SEFD  $94 \text{ K} / 0.0013 \text{ Jy K}^{-1}$ , das sind ungefähr 72.307 Jy bei dieser Elevation.

### 3.5. Aperturereffizienz

Auf Basis der bisher ermittelten Daten lässt sich nun die Aperturereffizienz errechnen. Diese ist definiert als das Verhältnis der tatsächlich empfangenen Energie zu der durch die Spiegelfläche empfangenen Energie. Diese ist gegeben durch:

$$\eta = \frac{2kT_a}{A \cdot F} \quad (7)$$

Hierbei ist k die Boltzmann Konstante,  $T_a$  die Antennentemperatur, A die Antennenfläche und F die Flussdichte der Quelle. Setzt man 609 K als die gemessene Antennentemperatur bei der Sonne an

(siehe 3.3), 460.000 Jy als Flussdichte und 7m<sup>2</sup> als Antennenfläche, erhält man 52% als Aperturreffizienz.

### 3.6. Zusammenfassung und Bewertung

Parameter	Wert bei 1420 MHz
3 dB Beambreite	5.1°
Systemtemperatur bei 50° Elevation	94 K
Forward Gain	0,0013 K/Jy
SEFD bei 50° Elevation	72.307 Jy
Aperturreffizienz	52%

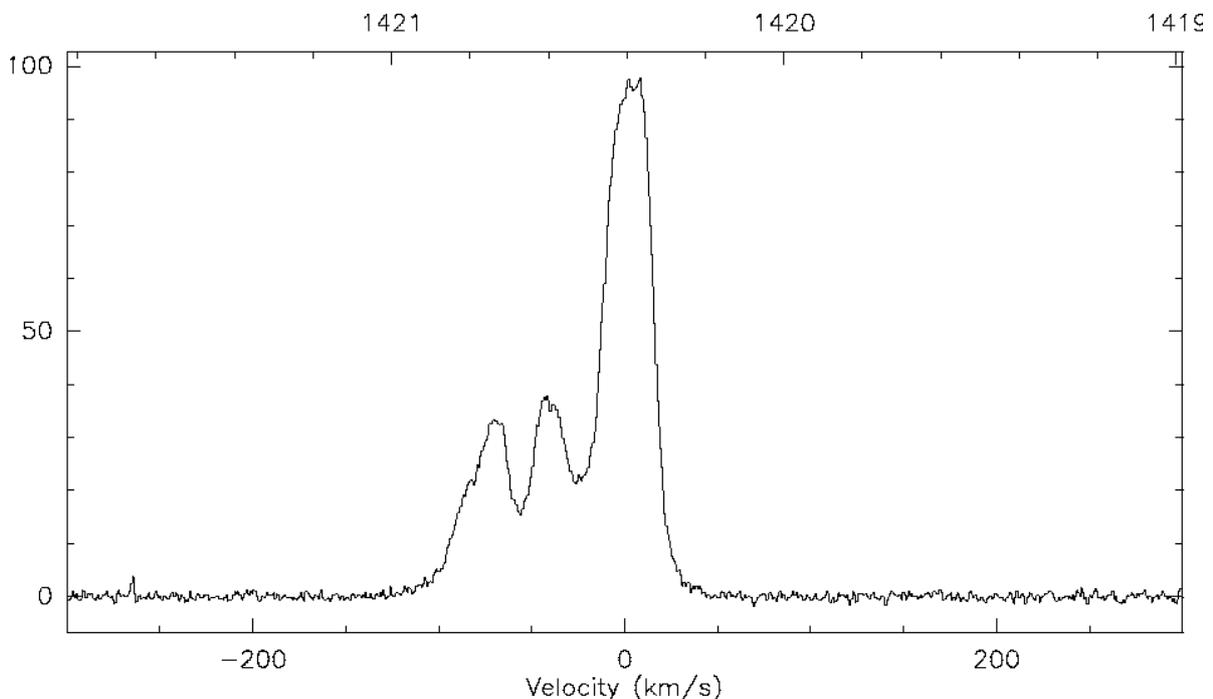
Diese Parameter entsprechen dem, was man in etwa erwarten kann. Sicher ist eine weitere Optimierung möglich. Wie die nachfolgenden Beispiele zeigen, werden die Erwartungen an die Beobachtungsmöglichkeiten jedoch erfüllt.

## 4. Spektrale Beobachtungen

Der Hauptzweck dieses Teleskops ist es, die Emission des neutralen Wasserstoffs in der Milchstraße zu ermöglichen und solche Beobachtungen im Rahmen von Praktika mit Studenten und Schülern zu machen. Gute Eigenschaften für diese Anwendungen sind daher wesentlich.

### 4.1. Wasserstoff Emission: Beispielspektrum

Ein Beispielspektrum der Emission von der galaktischen Ebene ist in Abb. 8 gezeigt. Dieses Spektrum ist von 80° gal. Länge und 0° gal. Breite. An dieser Stelle ist die Emission mit annähernd 100 K recht hell. Die Integrationszeit war 20 Sekunden bei einer spektralen Auflösung von 3,662 kHz. Kalibriert wurde mit Hilfe der S7 Eichregion.



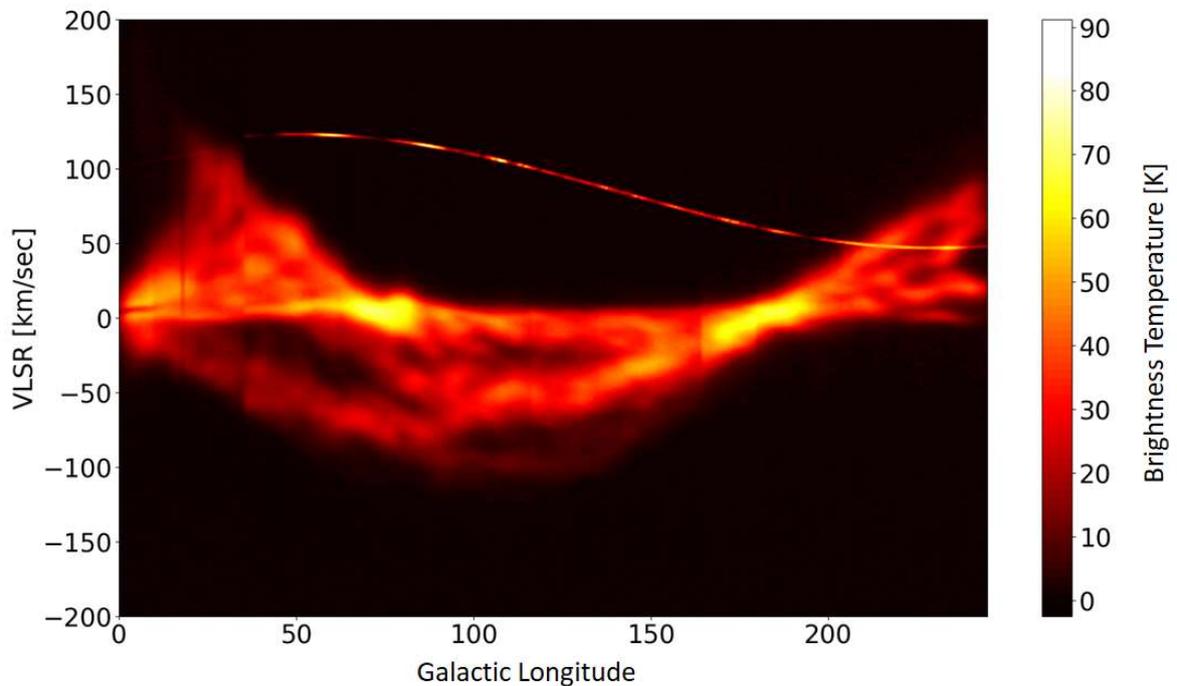
**Abb. 8:** Wasserstoff-Emissionsspektrum at  $l=80^\circ$ ,  $b=0^\circ$

Vertikale Skala ist die Helligkeitstemperatur in K

Obere horizontale Skala ist in MHz, untere horizontale Skala ist die Geschwindigkeit bezogen auf LSR

#### 4.2. Wasserstoffspektrum: Scan der galaktischen Ebene

Ein Test bestand darin, die galaktische Ebene in kleinen Schritten von  $0,5^\circ$  galaktischer Länge abzuscannen und jeweils Wasserstoffspektren aufzuzeichnen. Die Längen von annähernd  $0^\circ$  bis  $240^\circ$  sind von unserem Standort aus erreichbar. Das Resultat ist in Form einer Intensitätskarte in Abb. 9 zu sehen.



**Abb. 9:** Scan der galaktischen Ebene (galaktische Breite =  $0^\circ$ )

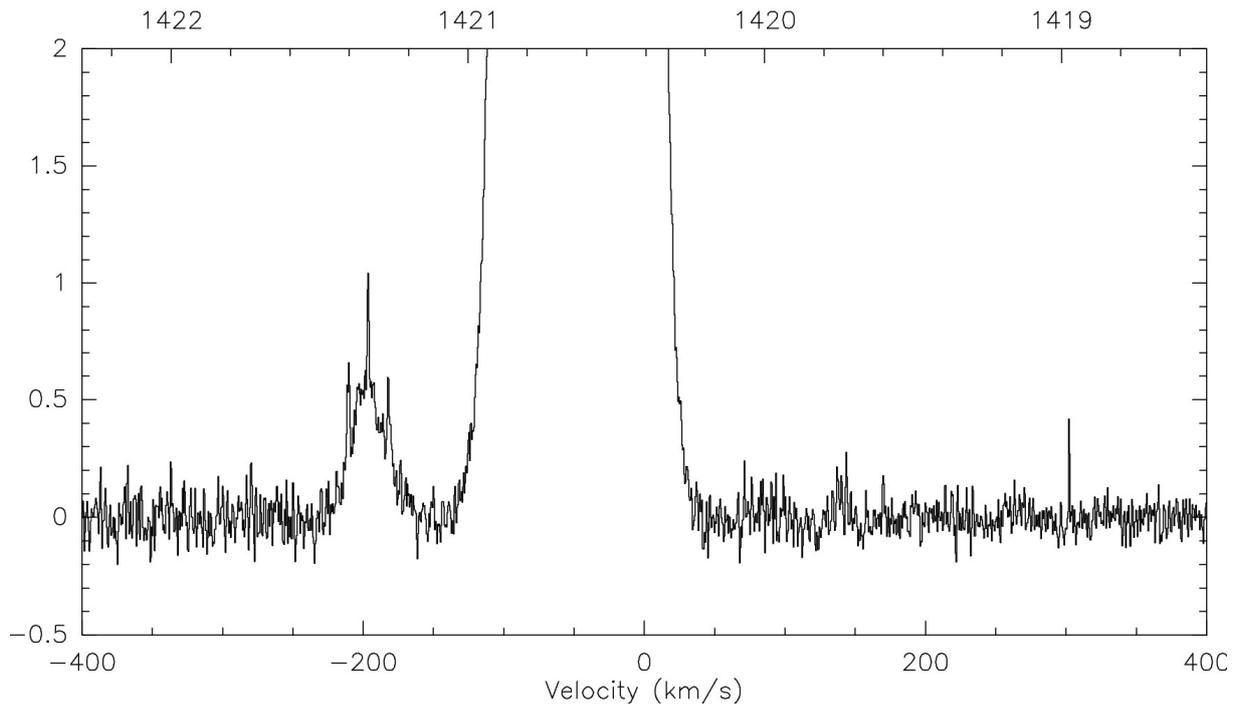
Die Geschwindigkeiten sind auf das VLSR Bezugssystem korrigiert, die Kalibrierung erfolgte mit Hilfe der S7 Referenzposition. Die absolute Kalibrierung ist jedoch mit Unsicherheiten behaftet, da die Messung lange Zeit dauert und die Verstärkung sich in dem Zeitraum zwischen Kalibrierungen etwas ändern kann.

Die Störlinie, die sich durch einen Großteil des Bildes zieht ist eine Störung auf einer festen Frequenz. Durch die Korrektur auf LSR erscheint sich jedoch als Kurve.

#### 4.3. Hochgeschwindigkeitswolken

Hochgeschwindigkeitswolken werden an verschiedenen Stellen am Himmel beobachtet. Es sind Wolken von Wasserstoff, die sich durch eine wesentlich andere Geschwindigkeit als die des Wasserstoffs in den Armen unserer Galaxie unterscheiden. Man geht davon aus, dass diese Wolken in die galaktische Ebene aufgrund der Gravitationswirkung „hineinfallen“. Über den Ursprung der Wolken gibt es verschiedene Theorien. Eine der häufigsten genannten geht davon aus, dass es sich um intergalaktische Wolken handelt, die gleichsam aufgesammelt werden. Eine andere vermutet, dass es sich um Wolken handelt, die durch Supernova-Explosionen herausgeschleudert wurden und nun wieder in die galaktische Ebene hineinfliegen.

Diese Wolken sind schwächer als die „normalen“ Wolken, können aber dennoch mit einem 3-m Teleskop beobachtet werden. Das Spektrum in Abb. 10 zeigt die Emission des sogenannten H-Komplexes mit einer Blauverschiebung von  $-200$  km/s.



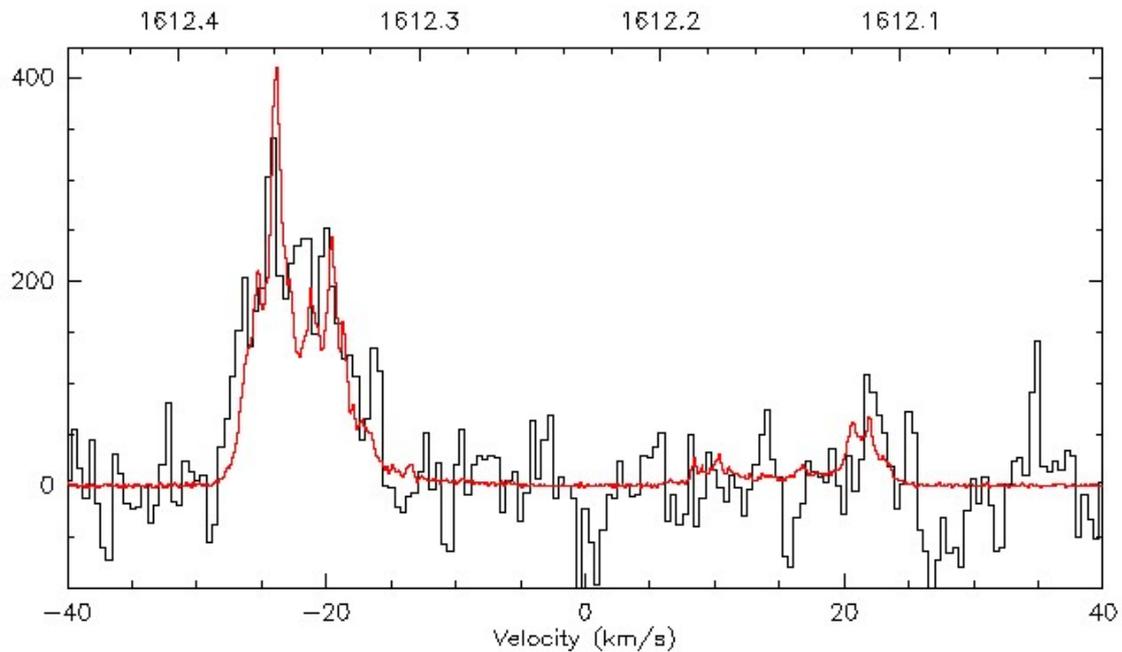
**Abb. 10:** Hochgeschwindigkeitswolke mit  $-200\text{ km/s}$   
 Vertikale Skala ist die Helligkeitstemperatur in K  
 Obere horizontale Skala ist in MHz, untere horizontale Skala ist die Geschwindigkeit bezogen auf LSR

Die Integrationszeit bei dieser Beobachtung betrug 30 Minuten.

#### 4.4. Zirkumstellare OH Maser

Zirkumstellare OH Maser sind helle Quellen, die aufgrund eines Hyperfeinstruktur-Übergangs des Hydroxyl (OH) Radikals bei 1612 MHz emittieren. Eine weitergehende Beschreibung dieses astrophysikalischen Phänomens ist in unserem Bericht über die Beobachtungen mit dem 25-m Spiegel zu finden [4].

Das Feedhorn unseres 3-m Spiegels wurde so ausgelegt, dass es den Bereich von 1612 MHz zumindest mit verminderter Leistungsfähigkeit unterstützt. So hatten wir gehofft, OH Maser mit unserem 3-m Spiegel beobachten zu können. In der Tat war der Versuch einer Beobachtung des stärksten OH Masers, der sich um den roten Riesenstern NML Cyg gebildet hat, erfolgreich. Nach 2,5 Stunden Integrationszeit konnte das in Abb. 11 gezeigte Spektrum erreicht werden. Das mit dem 3-m Spiegel gemessenen Spektrum ist die schwarze Linie. Die rote Linie zeigt das gleiche Objekt, gemessen mit dem 25-m Spiegel zu Vergleichszwecken und zur Verifizierung.



**Abb. 11:** OH-Maser Spektrum von NML Cyg

Vertikale Skala ist die Helligkeitstemperatur in K

Obere horizontale Skala ist in MHz, untere horizontale Skala ist die Geschwindigkeit bezogen auf LSR

Eine unabhängige Eichung des 3-m Teleskops ist nicht erfolgt. Vielmehr wurde die Kalibrierung durch Vergleich mit der kalibrierten Messung des 25-m Spiegels vorgenommen. Hierbei wurde die über das Spektrum integrierte Flussdichte (in  $\text{Jy} \cdot \text{km/s}$ ) für den 3-m Spiegel so angepasst, dass sie der Messung mit dem 25-m Spiegel entsprach.

## 5. Kontinuumsbeobachtungen

Die Beobachtung von Kontinuumsquellen, d.h. Quellen die ein sehr breites Spektrum emittieren, ist ein wenig schwierig und erfordert eine sorgfältige Analyse, um nicht durch Artefakte irreführt zu werden.

Die grundsätzliche Grenze, was an minimaler Flussdichte noch beobachtet werden kann, ist durch die Radiometergleichung (5) gegeben. Bei einer Systemtemperatur, 10 MHz Bandbreite und 1 Sekunde Integrationszeit ergibt sich ein Signal- zu Rauschverhältnis von 1 für 0,03 K Antennentemperatur. Bei dem ermittelten Forward Gain von 0,0013 K/Jy ergibt das eine detektierbare Flussdichte von 23 Jy. Dies erscheint recht attraktiv, hat doch die stärkste Quelle, Kassiopeia A (CAS A) eine Flussdichte von 1670 Jy. Dies ergibt ein Signal, welches sehr deutlich über dem Rauschuntergrund ist.

Leider sind in der realen Welt die Dinge ein wenig komplexer ☹️.

Die Anwendung der Radiometergleichung impliziert, dass es außer dem kontanten Hintergrundrauschen keine weiteren, die Messung beeinflussenden Faktoren gibt. Tatsächlich gibt es aber weitere Effekte. Da sind zum Beispiel Schwankungen der Verstärkung, insbesondere durch Temperaturschwankungen. Weiterhin ist es erforderlich, um eine Quelle zu detektieren, das Signal von der Quelle („on Position“) mit einer daneben liegenden Stelle („off Position“) zu vergleichen. Dies erfordert, dass das Teleskop bewegt wird. Diese Bewegung verändert den thermischen Untergrund, der vom Teleskop aufgefangen wird. Betrachtet man die Abhängigkeit der Systemtemperatur von der Elevation, wird deutlich, dass bereits kleine Bewegungen eine Veränderung verursachen können, die die einer schwachen Quelle deutlich übersteigen.

Daher ist es erforderlich, eine sorgfältige Beobachtungsstrategie zu verfolgen, um bei der Beobachtung von Kontinuumsquellen erfolgreich zu sein. Wo die genannten Effekte unvermeidlich sind, müssen die Ergebnisse kritisch hinterfragt und sorgfältig interpretiert werden.

### **5.1. Beobachtungsstrategien**

Es gibt im Wesentlichen zwei geeignete Strategien, Transit Scans und Aktive Scans. Beide haben ihre Vor- und Nachteile und jeweiligen Begrenzungen.

#### **Transitscans:**

Ein Transitscan ist eine Beobachtung, bei der das Teleskop stillsteht und der Transit der Quelle durch die Drehung der Erde erreicht wird. Das Teleskop wird dabei auf eine Position am Himmel gerichtet, die das zu beobachtende Objekt später durchlaufen wird. Dabei werden fortlaufend Daten aufgezeichnet. Der offensichtliche Vorteil dieser Methode ist, dass vom Grundsatz her keine Änderung des Hintergrundsignals auftritt. Der Nachteil dieser Methode ist die lange Beobachtungsdauer. Bei 5° Beambreite benötigt man einen recht großen Zeitvorlauf, so dass man sicher ist, dass die Aufzeichnung beginnt während die Quelle deutlich außerhalb des Beams steht. Die Messung muss dann solange fortgeführt werden, bis die Quelle sich dann wieder vollständig außerhalb des Beams befindet. Dies bedeutet typischerweise eine Beobachtungsdauer von zwei Stunden. Während dieser Zeit können jedoch verschiedene störende Einflüsse wirksam werden. So wird sich die Temperatur verändern, und die Verstärkung kann während dieser Zeit driften. Störungen durch terrestrische Sender (RFI) können kommen und wieder verschwinden, die das Messergebnis unbrauchbar machen.

#### **Aktive Scans:**

Ein aktiver Scan kann sehr viel schneller als ein Transit Scan durchgeführt werden. Dadurch vermeidet man die oben genannten Nachteile. Die aktive Bewegung jedoch ändert den thermischen Hintergrund. Aufgrund der starken Abhängigkeit des Hintergrundes von der Elevation sollte diese Bewegung so erfolgen, dass die Elevation nicht stark verändert wird. Aber auch bei einem reinen Scan im Azimut sind Veränderungen des Hintergrundes nicht ganz zu vermeiden. Vielfach wird man den Scan in einer astronomischen Koordinate durchführen wollen, um eine eindeutige Beziehung zu einem Objekt herstellen zu können. Bei einem Scan in Rektaszension wird man dies am Besten im Kulminationspunkt machen, weil dann die Veränderung der Elevation minimal ist. Bei einem Scan in Deklination hingegen wird man einen Punkt zwischen oberer und unterer Kulmination wählen, weil auch dann die Elevationsänderung minimiert wird. Eine andere Strategie kann ein Scan in galaktischen Koordinaten sein. Auch hier ist es vorteilhaft, auf Minimierung der Elevationsänderung zu achten.

#### **On target/Off target**

Vielfach wird eine Methode empfohlen, bei der häufig zwischen einer Position „on target“ und „off target“ gewechselt wird. Wir mussten jedoch feststellen, dass diese Methode für kleine Teleskope weniger geeignet ist. Aufgrund des großen Öffnungswinkels ist eine sehr deutliche Veränderung der Position erforderlich. Daher wird es ununterscheidbar, ob die Signaländerung durch eine Quelle oder einfach durch die Änderung des Hintergrundes verursacht wird. Diese Methode ist eher für große Teleskope geeignet, die nur kleine Positionsänderungen erfordern.

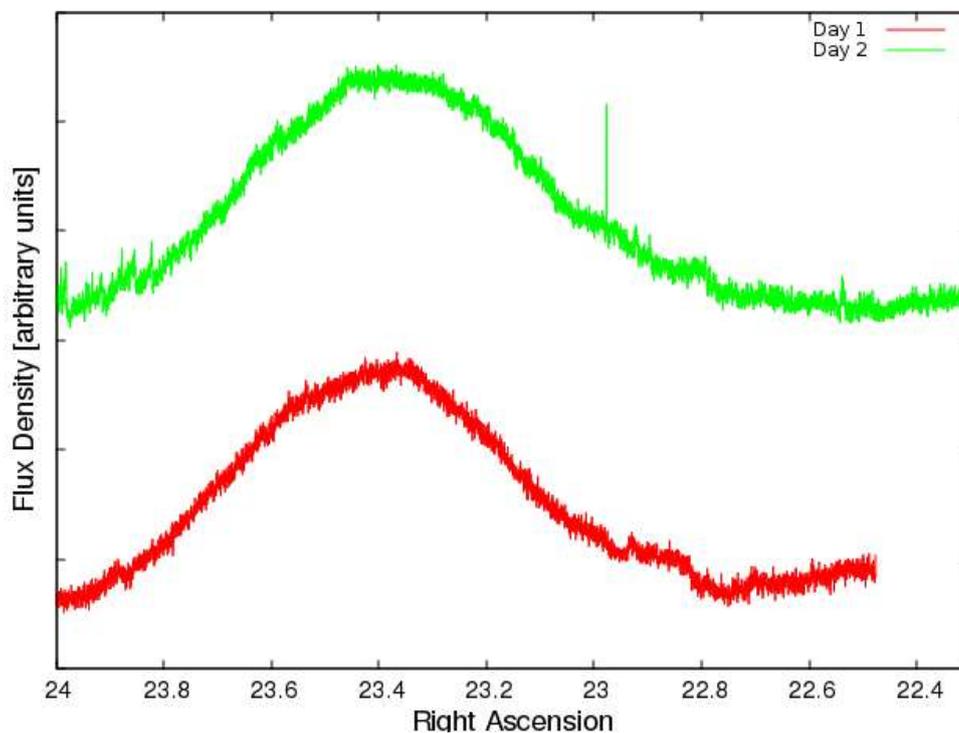
Beobachtungen von Kontinuumsquellen sind nachstehend aufgeführt. Diese wurden jeweils bei einer Frequenz von 1407 MHz mit 10 MHz Bandbreite gemacht. Dies verhindert, dass die Emission des Wasserstoffs bei 1420 MHz das Ergebnis beeinflusst. Unterschiedliche Beobachtungsstrategien werden ebenfalls bei diesen Messungen demonstriert.

## 5.2. Spezifische Quellen

### Cassiopeia A

Neben der Sonne ist der Supernova-Überrest Cassiopeia A (CAS A) die hellste Kontinuumsquelle des Radiohimmels bei 1400 MHz. Daher ist es das erfolgversprechendste Objekt für Kontinuumsbeobachtungen. Die Flussdichte beträgt ca. 1670 Jy (gemessen im Jahr 2017 mit unserem 25-m Teleskop). Der zu erwartende Anstieg der Antennentemperatur bei unserem 3-m Teleskop ist dann 2,3 K.

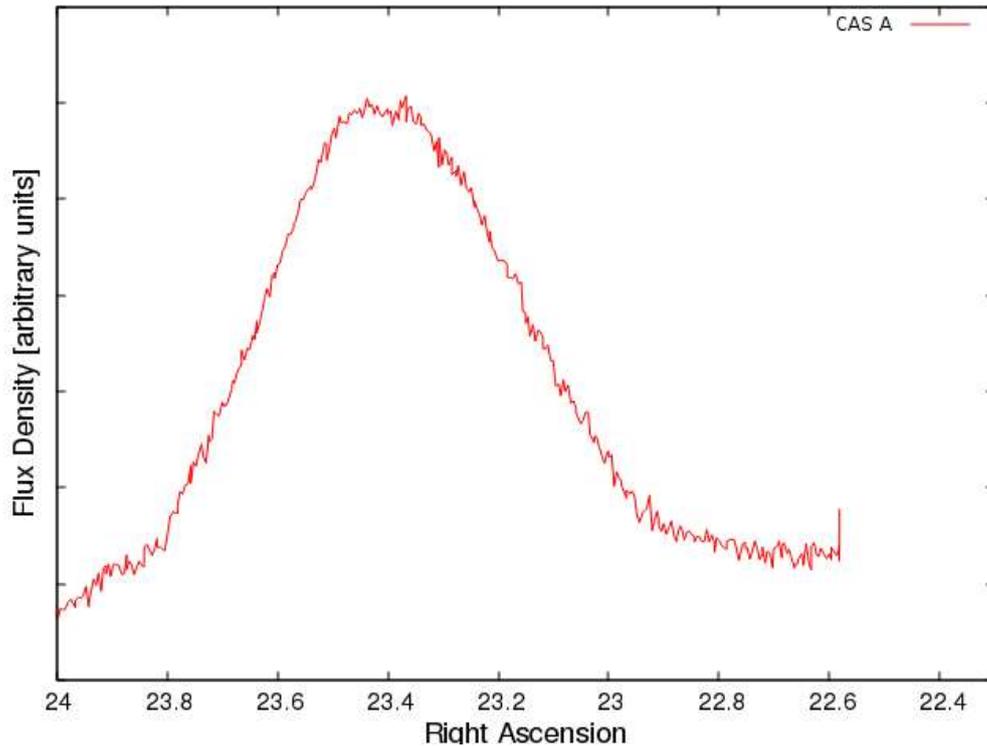
Als erstes wurde ein Transitscan durchgeführt. Dieser wurde über zwei volle Tage aufgezeichnet um zu zeigen, wie sich das Signal nach einem siderischen Tag wiederholt. Abb. 12 zeigt das Ergebnis. Das Signal tritt jeweils bei der erwarteten Rektaszension auf.



**Figure 12:** Transitscan von Cassiopeia A, Signal zweier aufeinanderfolgender Tage

Der vertikale Versatz zwischen den beiden Kurven ist durch die Drift der Empfangskette über die 24 Stunden Beobachtungszeit bedingt.

Ein gutes Resultat konnte auch mit einem aktiven Scan in Rektaszension erreicht werden (Abb.13). Zur Minimierung von Änderungen in der Hintergrundstrahlung wurde diese Messung nahe dem Kulminationspunkt gemacht.



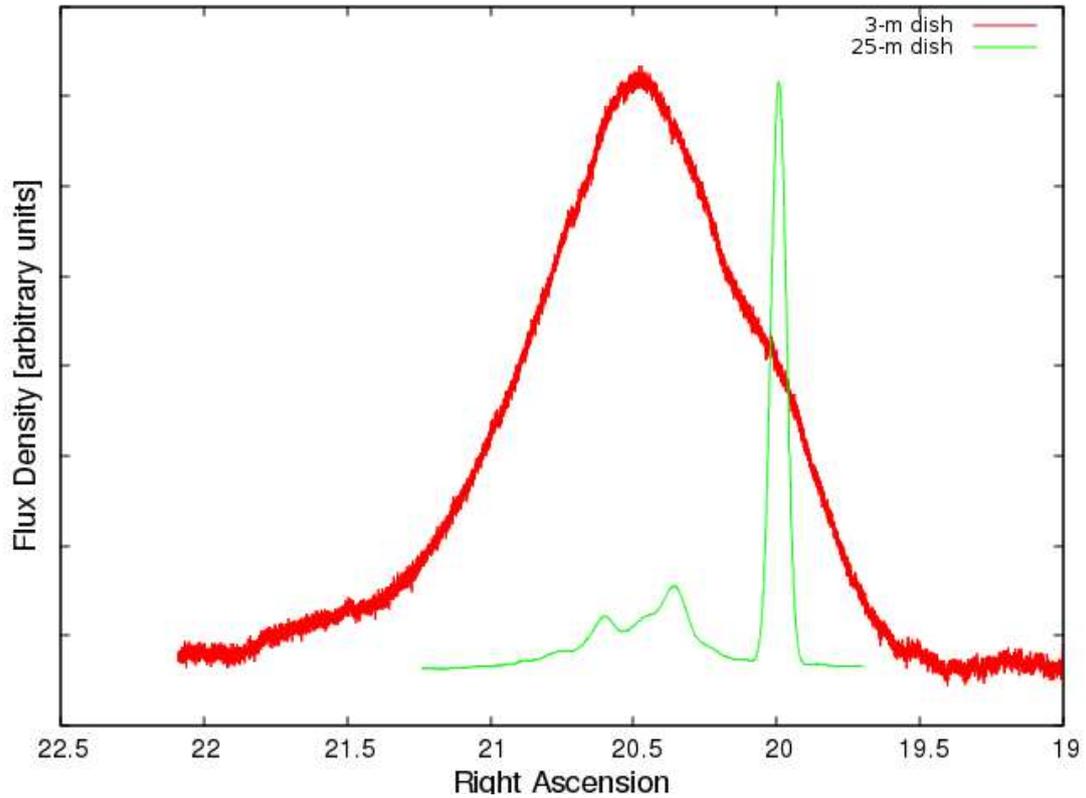
**Abb. 13:** Aktiver Scan von Cassiopeia A

### Cygnus Komplex

Dicht gefolgt in der Liste der stärksten Quellen wird CAS A von Cygnus A (CYG A) mit 1550 Jy. Dieses ist eine Radiogalaxie in 750 Millionen Lichtjahren Entfernung. Anhand der Ergebnisse von CAS A war zu erwarten, dass diese Quelle ähnlich gut zu sehen sein würde.

Das Ergebnis eines Transitscans war jedoch überraschend: Zunächst stieg das Signal wie erwartet an, als CYG A in den Beam kam. Als die Rektaszension von CYG A erreicht war, stieg das Signal jedoch weiter an und nahm nicht wie erwartet ab. Dieses Verhalten konnte darauf zurückgeführt werden, dass in der Nachbarschaft von Cygnus A der Komplex Cygnus X ist. Das begrenzte Auflösungsvermögen eines 3-m Spiegels lässt diese Quellen miteinander verschmelzen. Beide Quellen tragen zur Helligkeit bei und so wird der Cygnus Komplex für ein 3-m Teleskop insgesamt heller als CAS A

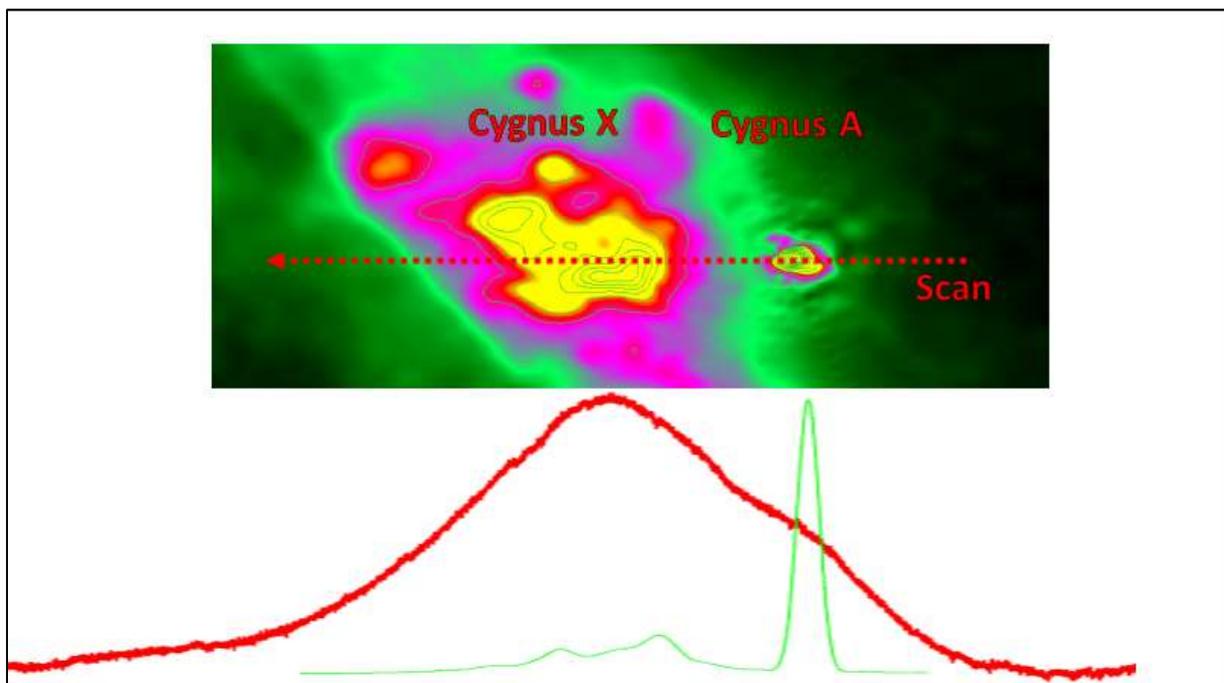
Der Kurve des Transitscans des Cygnus Komplexes ist in Abb. 14 zu sehen. Zum Vergleich ist auch der gleiche Scan mit dem 25-m Teleskop als grüne Linie gezeigt. Dies demonstriert die Nachbarschaft von Cygnus A und Cygnus X. Da Cygnus X außerdem auch in der Deklination ausgedehnt ist, wird diese Gesamtquelle die hellste Quelle für ein 3-m Teleskop. CYG A wird noch gerade als eine Beule in der Gesamtkurve bei RA=20 h erkennbar.



**Abb. 14:** Transitscan des Cygnus-Komplexes

Scan mit dem 25-m Spiegel (grüne Linie) zum Vergleich. Die vertikalen Skalen sind hierbei unterschiedlich gewählt

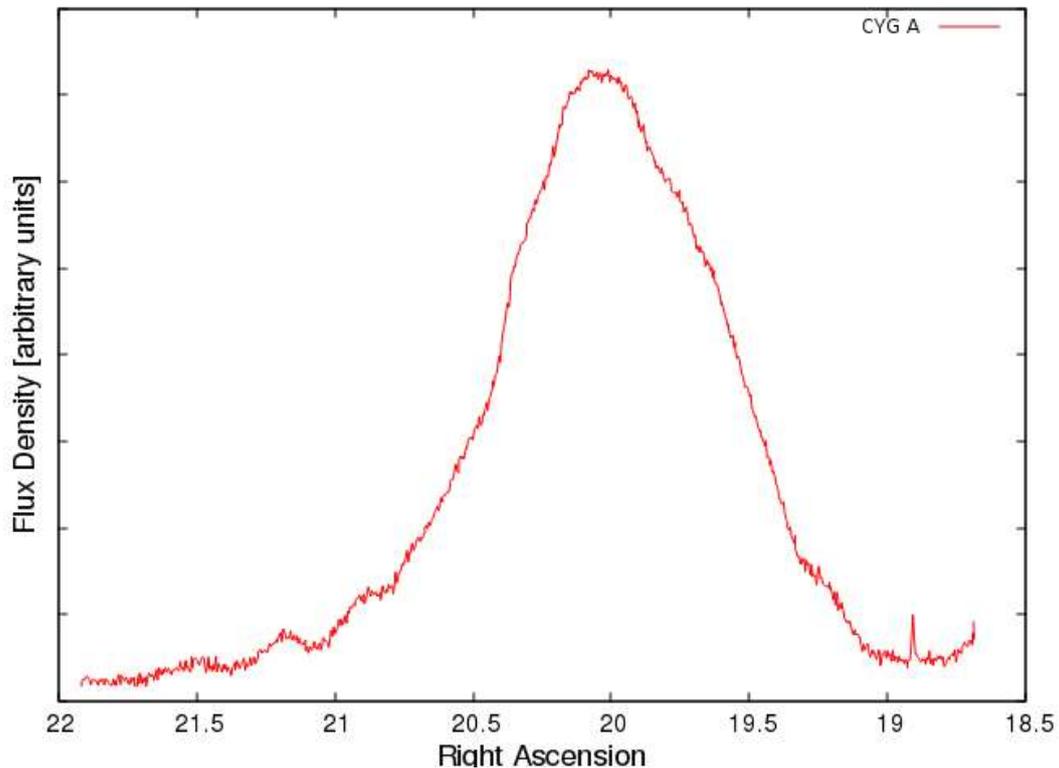
Die Geometrie des Scans und der Effekt der großen Beambreite sind auch in der nachstehenden Abbildung 15 erkennbar.



**Abb. 15:** Konturkarte des Cygnus-Komplexes und die zwei Scans zum Vergleich

Hier ist eine Konturkarte der Region gezeigt, die die große Ausdehnung des Cygnus X Komplexes deutlich macht. Diese Konturkarte beruht auf den 1420 MHz All Sky Survey Daten von Reich et.al. [5],[6]. Es soll nicht unerwähnt bleiben, dass diese Daten seinerzeit mit dem 25-m Stockert Teleskop gewonnen wurden. Die Konturkarten wurden erstellt, indem die Daten mit Hilfe des Survey Tools des Max-Planck-Institutes für Radioastronomie heruntergeladen [7] wurden. Die so erhaltenen FITS Daten wurden dann zur Karte verarbeitet.

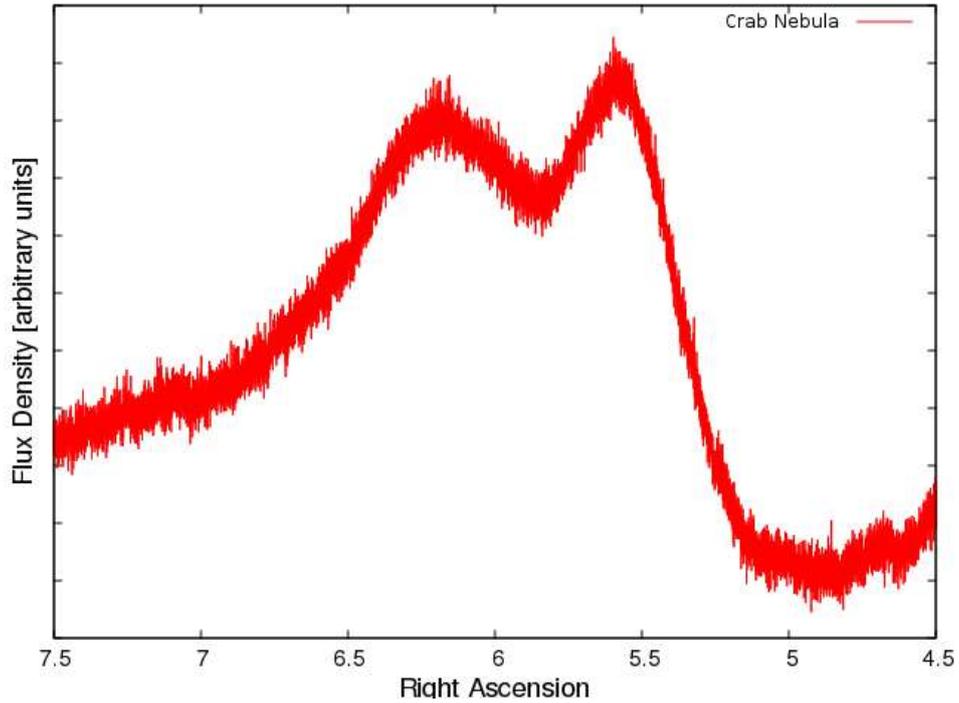
Auch für diese Quelle wurde ein aktiver Scan in Rektaszension zum Zeitpunkt der Kulmination gemacht. Das Ergebnis ist in Abb. 16 gezeigt.



**Abb. 16:** Aktiver Scan von Cygnus A

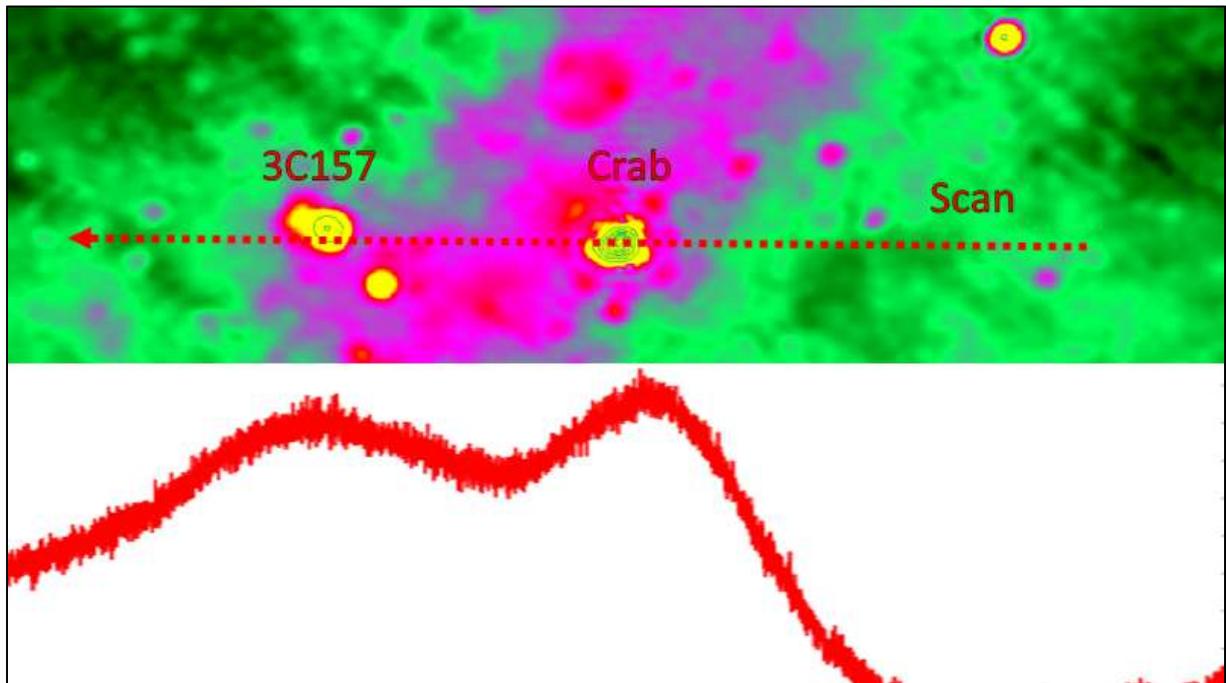
### **Krebsnebel (M1, Taurus A)**

Eine weitere starke Quelle ist der Krebsnebel. Dies ist ein Supernova-Überrest. Ähnlich wie bei Cygnus gibt es auch hier eine dicht benachbarte weitere Quelle, die mit dem Krebsnebel nahezu verschmilzt. In diesem Fall ist der Abstand jedoch etwas größer, so dass noch unterschiedliche Maxima erkennbar sind, siehe Abb. 17.



**Abb. 17:** Transitscan des Krebsnebels

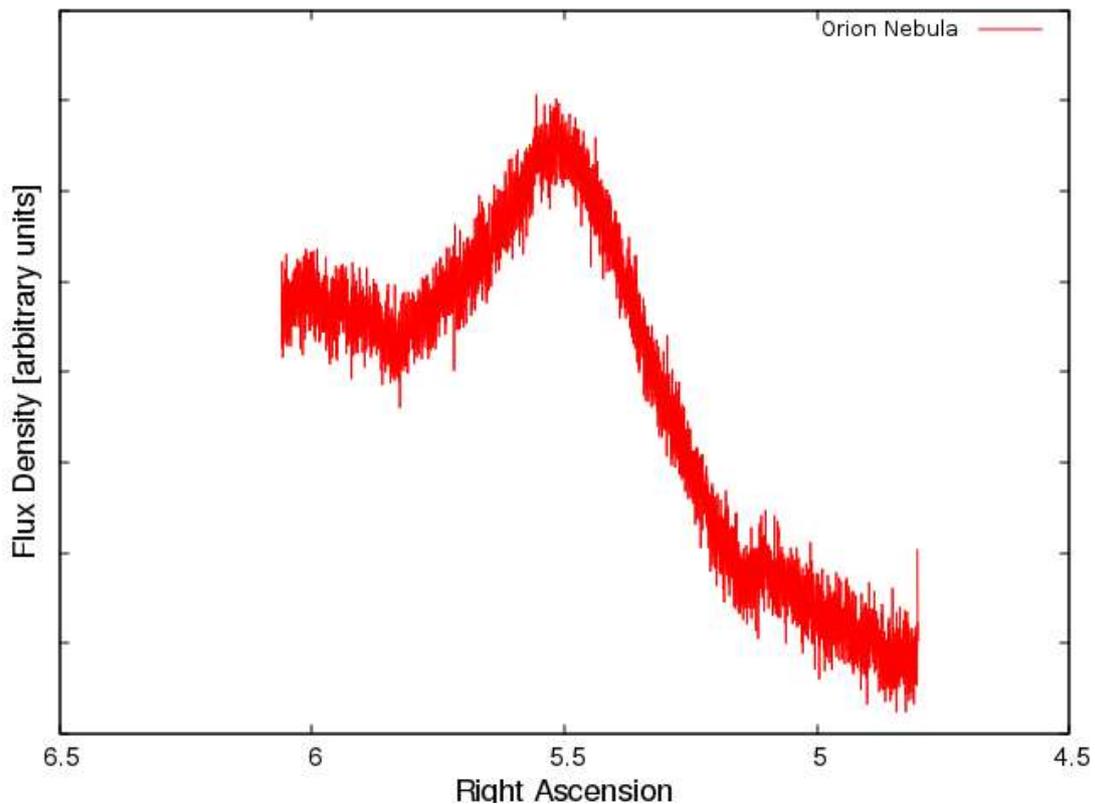
Die benachbarte Quelle wurde als 3C157 (IC443) bei RA 06:18:02.7, Dec +22:39:36 identifiziert. Eine Karte basierend auf den Survey-Daten ist in Abb. 18 zu sehen.



**Abb. 18:** Krebsnebel und die 3C157 Region und Scan im Vergleich

### Orionnebel (M 42)

Der Orionnebel ist eine Sternentstehungsregion in unserer Milchstraße, die ebenfalls mit einem Transit-Scan detektiert werden kann.

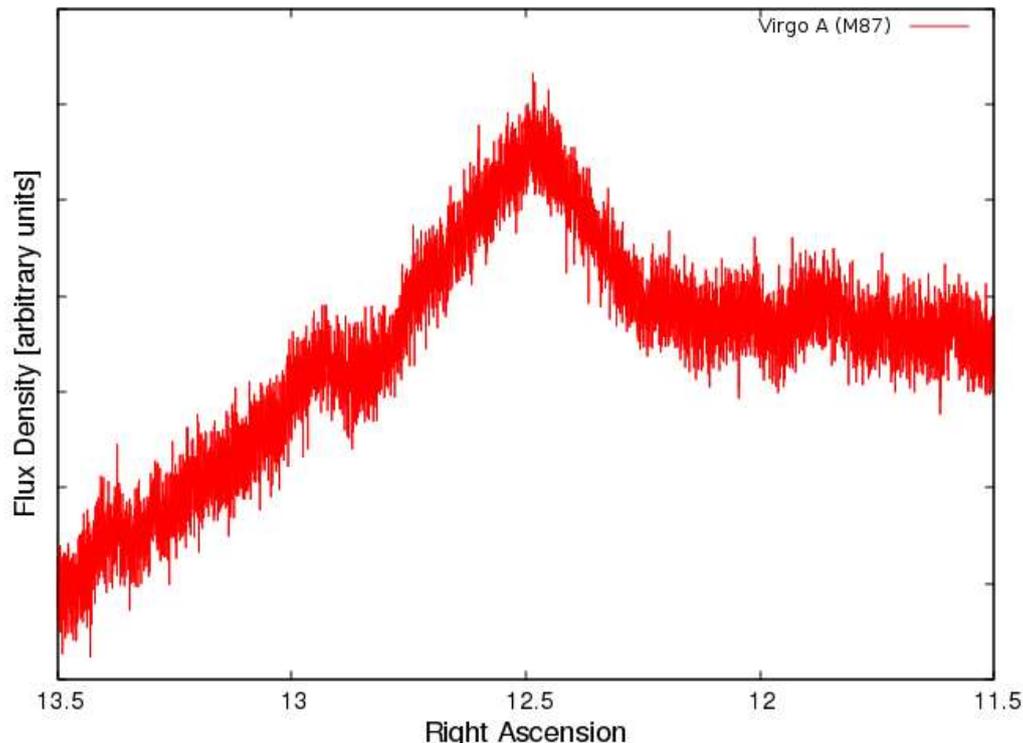


**Abb. 19:** *Transitscan des Orionnebels*

Abb. 19 zeigt einen solchen Scan. Hier wird auch sichtbar, dass eine deutliche Drift des Untergrundsignals vorliegt. Dessen ungeachtet kann das Signal des Orionnebels noch deutlich erkannt werden.

### Virgo A (M 87)

Dieses Objekt ist durch das erste „Bild“ eines schwarzen Lochs sehr bekannt geworden, welches auf der Basis der Beobachtungen des Event Horizon Teleskops gewonnen wurde ([8]). Da der Fluss dieser Quelle 213 Jy beträgt, sollte es ebenfalls mit einem 3-m Teleskop zu beobachten sein. In der Tat kann das Signal identifiziert werden (Abb.20). Allerdings ist auch hier eine starke Drift des Hintergrundsignals zu sehen. Die Echtheit des Signals konnte daher nur aufgrund der Wiederholbarkeit des Ergebnisses sichergestellt werden.

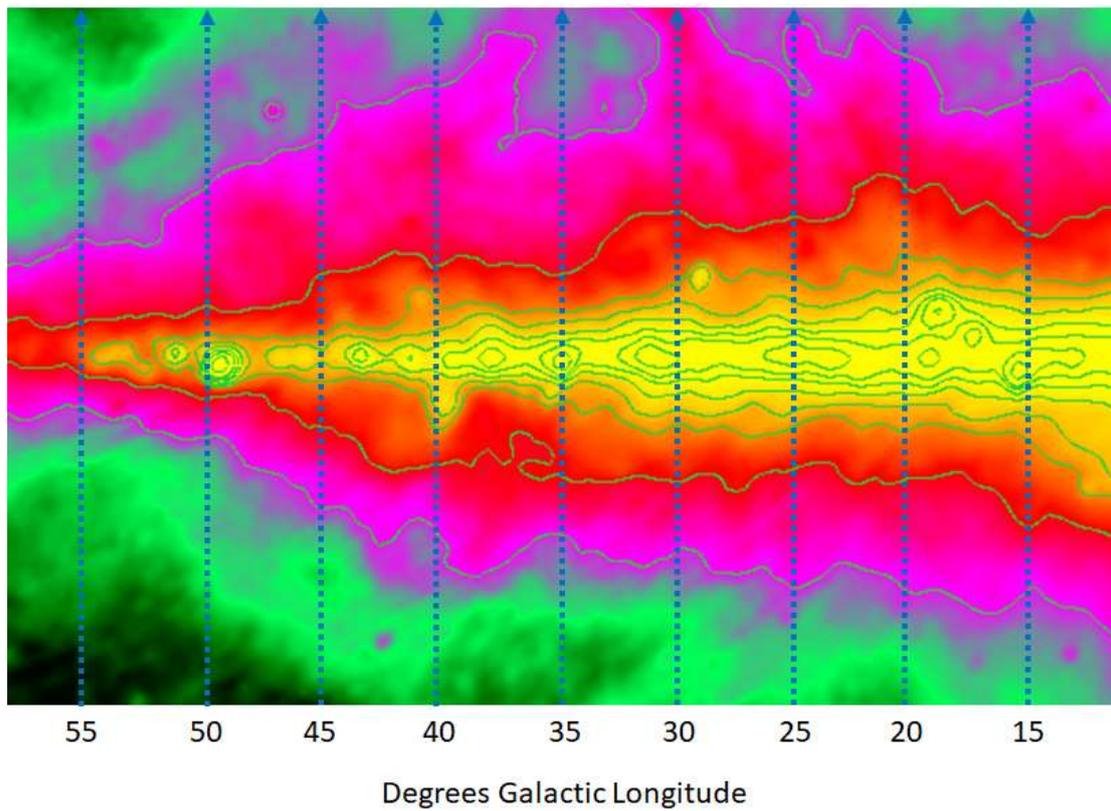


**Abb. 20:** Transitscan von Virgo A (M87)

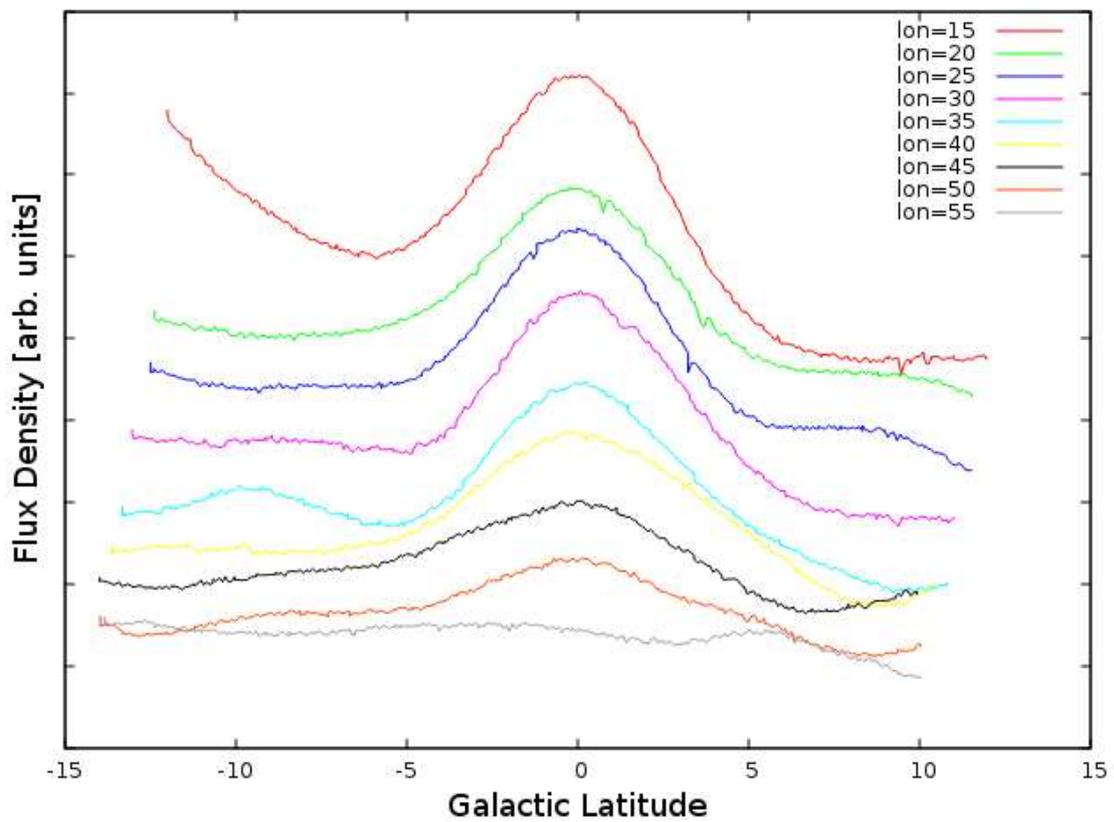
### 5.3. Synchrotronstrahlung aus der galaktischen Ebene

Neben spezifischen Quellen wie Radiogalaxien, Sternentstehungsgebieten und Supernova-Überresten gibt es eine recht intensive Emission von Kontinuumsstrahlung aus der galaktischen Ebene. Diese ist insbesondere in der Umgebung des galaktischen Zentrums stark. Dieses wurde durch eine Reihe von Scans in galaktischen Koordinaten untersucht. Die Scans wurden jeweils in Bereich von ca.  $-12^\circ$  bis  $+12^\circ$  galaktischer Breite vorgenommen. Grundsätzlich wäre es interessant gewesen, diese Scans bei  $0^\circ$  galaktische Länge zu beginnen. An unserem Standort steht das galaktische Zentrum jedoch recht tief am Himmel und wird durch Bäume verdeckt. Auch in der unmittelbaren Umgebung ist der Einfluss durch thermische Strahlung der Vegetation für sinnvolle Messungen noch zu stark. Daher wurde bei  $15^\circ$  galaktischer Länge begonnen und dies in  $5^\circ$  Schritten solange fortgeführt, bis das Signal bei  $55^\circ$  Länge nicht mehr erkennbar war.

Die Koordinaten der Scans sind in Abb. 21 dargestellt. Diese sind auf dem Hintergrund einer Kontourkarte gezeichnet, die wiederum auf der Basis der Daten aus [7] erzeugt wurde. Diese Karte ist in galaktischen Koordinaten gezeichnet, so dass die galaktische Ebene horizontal in der Mitte liegt. Die Ergebnisse der Scans sind in Abb. 22 dargestellt. Das Resultat bei  $15^\circ$  galaktischer Länge zeigt zu Beginn noch einen deutlichen Einfluss der thermischen Strahlung vom Boden, da hier die Elevation noch recht niedrig ist. Dennoch ist das Maximum der Strahlung aus der galaktischen Ebene klar erkennbar, so wie auch bei den anderen Längen.



**Abb. 21:** Pfade der Scans durch die galaktische Ebene



**Abb. 22:** Ergebnis der Scans

## 6. Schlussfolgerungen und zukünftige Arbeiten

Ein Radioteleskop mit 3 Metern Durchmesser kann ein recht leistungsfähiges Instrument darstellen, wie man an den Beobachtungsbeispielen sieht. Eine Vielzahl unterschiedlicher Beobachtungen sind möglich. Besonders einfach ist die Detektion der Emission des Wasserstoffs bei 21 cm Wellenlänge. Auch deutlich schwächere Emissionen wie z.B. von High Velocity Clouds sind detektierbar. Bei anderen Wellenlängen können auch die stärksten OH Maser beobachtet werden. Soweit eine sorgfältige Auswahl der Beobachtungsstrategie getroffen wird, sind auch Kontinuumsbeobachtungen möglich.

Weitere Arbeiten in der Zukunft werden darauf gerichtet sein, auch die 21-cm Emission der Andromeda Galaxie zu beobachten. Die Detektion der stärksten Pulsare ist ebenfalls im Bereich des Möglichen, wie die Arbeiten anderer Amateure mit Teleskopen vergleichbarer Größe zeigt [10],[11],[12]. Weitere Optimierungen werden jedoch erforderlich sein, um diese Ziele zu erreichen.

### Literatur:

- [1] P.W.M. Kalberla et. al., Brightness Temperature Calibration for 21-cm Line Observations, *Astron. Astrophys.* 106, 190-196 (1982)
- [2] <https://www.astro.uni-bonn.de/hisurvey/euhou/LABprofile/>
- [3] <https://www.sws.bom.gov.au/Solar/3/4/2>
- [4] [https://astropeiler.de/sites/default/files/Astropeiler\\_Story\\_6.pdf](https://astropeiler.de/sites/default/files/Astropeiler_Story_6.pdf)
- [5] W. Reich, A radio continuum survey of the norther sky at 1420 MHz I, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 48, 21 9-297 (1982)
- [6] P. Reich, W. Reich, A radio continuum survey of the norther sky at 1420 MHz II, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 63, 205-292 (1986)
- [7] <https://www3.mpifr-bonn.mpg.de/survey.html>
- [8] <https://eventhorizontelescope.org/>
- [9] Baars et.al., The Absolute Spectrum of CAS A; An Absolute Flux Density Scale and a Set of Secondary Calibrators, *Astron. Astrophysics* 61, 99-106 (1977)
- [10] [https://f1ehn.pagesperso-orange.fr/fr/f\\_radioastro.htm](https://f1ehn.pagesperso-orange.fr/fr/f_radioastro.htm)
- [11] <http://neutronstar.joataman.net/sites/s5/docs/jn65tw.pdf>
- [12] [https://www.qsl.net/oe5jfl/pulsar/pulsar\\_3m\\_dish.htm](https://www.qsl.net/oe5jfl/pulsar/pulsar_3m_dish.htm)