

## **Unsere Milchstraße im Licht der 21-cm Line Ein Hands-On Projekt**

von Peter Kalberla

*Unsere Sinne dienen der Orientierung in unserer Umwelt. Was uns fehlt, ist ein Sinn für Radiowellen, dafür muss die Technik bemüht werden. Mit einfachen Antennen fing alles an. Karl Jansky untersuchte 1933 Störungen bei der Übertragung von Radiowellen. Dabei entdeckte er Radiostrahlung aus dem Zentrum unserer Milchstraße. Grote Reber war von dieser Entdeckung so beeindruckt, dass er daraufhin beschlossen hat, gezielt nach außerirdischen Radioquellen zu suchen. Er hat 1937 in seinem Garten das erste universelle Radioteleskop im heutigen Sinne selbst gebaut, einen allseitig schwenkbaren Parabolspiegel mit einem Empfänger im Brennpunkt.*

### **Ein Ohr für Radiowellen**

Je größer der Durchmesser eines Radioteleskops, desto genauer kann der Ursprung der Radiostrahlung lokalisiert werden. Wenn wir bei einer Wellenlänge von 21 cm eine Richtwirkung von 30' (Monddurchmesser) erzielen wollen, benötigen wir für den Spiegel einen Durchmesser von  $D = 30$  m. Die Auflösung  $A$  hängt daneben auch von der beobachteten Wellenlänge  $\lambda$  ab,  $A \sim \lambda / D$ , für das 100-m Radioteleskop Effelsberg ergibt das z.B.  $A = 9'$  bei 21 cm Wellenlänge oder etwa  $A = 30''$  bei 1cm.

### **Sender in der Milchstraße**

Sterne sind zur Erforschung unserer Milchstraße nicht ideal geeignet, da das sichtbare Licht leicht von Staub gestreut und absorbiert wird. 1951 wurde ein weitaus besserer Indikator für die Verteilung der Materie in der Milchstraße gefunden. Wasserstoff ist mit 90% das im Weltall am häufigsten vertretene Element und der wichtigste Baustein des Universums. Es zeigte sich 1951, dass der neutrale Wasserstoff, kurz auch als HI bezeichnet, eine Linienstrahlung bei einer Wellenlänge von 21 cm aussendet. Diese Radiowellen können sich ungehindert ausbreiten, auch durch Wolken aus Gas und Staub.

Die 21-cm Strahlung entsteht durch eine Wechselwirkung zwischen den Grundbausteinen des Atoms, dem Proton und dem Elektron. Beide haben einen Spin, d.h. sie rotieren um die eigene Achse. Die beiden Spins können parallel oder antiparallel orientiert sein. Bedingt durch die mit dem Kreisel verbundenen magnetischen Wechselwirkungen der Elementarteilchen führt dies zu zwei Zuständen mit unterschiedlicher Energie, die außerordentlich scharf bestimmt sind. Bei einem Übergang zwischen beiden Zuständen (Spin-Flip) wird diese Energie als elektromagnetische Welle abgestrahlt.

Spontane Übergänge sind extrem unwahrscheinlich, sie können statistisch gesehen nur alle 11 Millionen Jahre vorkommen. Die Anzahl der Wasserstoff Atome in der Milchstraße ist allerdings groß; es kommt zu Kollisionen zwischen den Atomen, bei denen Übergänge zwischen den beiden Spin-Zuständen angeregt werden. Die 21 cm Linienemission ist leicht zu beobachten, die Intensität der Strahlung verrät uns, wie viele Atome durch die Hauptkeule unseres Teleskops beobachtet werden. Die Strahlung hat eine Frequenz von 1.4204057517667 GHz. Bewegt sich ein Atom, messen wir aber eine veränderte Frequenz. Das ist analog zur Änderung der Tonhöhe des Martinshorns, die wir wahrnehmen, wenn ein Rettungswagen

vorbeifährt. Dieser nach dem Physiker Christian Doppler benannte Effekt erlaubt es, die Bewegung des HI-Gases in unserer Milchstraße zu bestimmen. Für die 21-cm Linie führt eine Geschwindigkeit von 1 km/s zu einer Verschiebung der beobachteten Frequenz von 4.7 kHz, was leicht messbar ist.

## Messungen an Gaswolken

Wir füllen in einem Gedankenexperiment neutralen Wasserstoff in einen genügend großen quaderförmigen Behälter. In einiger Entfernung (senkrecht dazu) richten wir ein Teleskop darauf. Wir sind dann in der Lage, mit der Hauptkeule des Teleskops eine Schicht von Wasserstoff-Atomen zu erfassen, die abstrahlen. Der gesamte gemessene Strahlungsfluss ist dann proportional zur Anzahl aller Atome, die von der Hauptkeule erfasst werden. Wenn wir nun den Behälter weiter vom Teleskop entfernen, steigt die Anzahl aller Atome in der Hauptkeule mit dem Quadrat der Entfernung an, gleichzeitig aber sinkt der von jedem einzelnen Atom empfangene Strahlungsfluss umgekehrt zum Quadrat der Entfernung. Für eine ausgedehnte Flächenquelle gilt also, dass die vom Teleskop empfangene Leistung unabhängig von der Entfernung ist. Wir sind damit in der Lage, direkt die Säulendichte  $\Sigma$  des Gases zu bestimmen. Bei einer Volumendichte  $n$  (Zahl der Atome pro  $\text{cm}^3$ ) und einer Schichtdicke  $d$  gilt  $\Sigma = nd$ ,  $\Sigma$  hat daher die Einheit  $\text{cm}^{-2}$ . Wichtig bei dieser Überlegung ist, dass die beobachtete Gasschicht in unserer Milchstraße ausgedehnt gegenüber der Hauptkeule des Teleskops ist. Den Sternenhimmel erleben wir als Ansammlung von Punktquellen. Das HI-Gas erscheint dagegen diffus zwischen den Sternen verteilt und kann als Flächenstrahler behandelt werden.

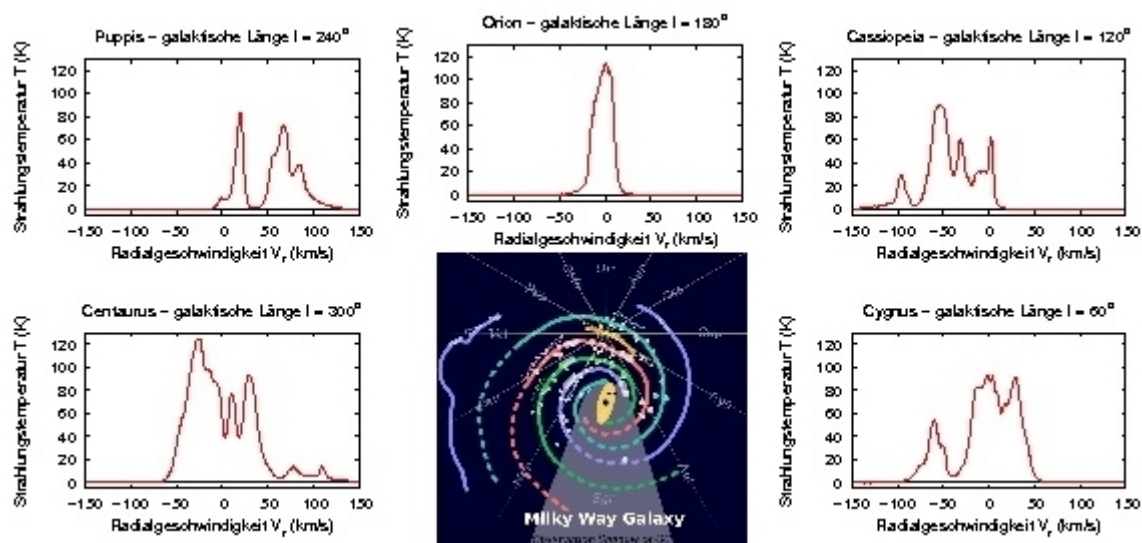
Der Doppler-Effekt gibt uns zusätzliche Informationen über die Bewegung der Atome. Wenn wir zunächst annehmen, dass alle Atome die gleiche Geschwindigkeit haben, finden wir ein scharfes Liniensignal bei dieser Geschwindigkeit. Wenn wir eine Verteilung des Gases mit unterschiedlichen Geschwindigkeiten haben - wir stellen uns etwa mehrere bewegte Behälter vor - finden wir mehrere Linien. Wir können nun diese Überlegungen auf Gas im freien Raum übertragen und verschiedene Gasschichten als „Wolken“ betrachten, das ist die gängige Modellvorstellung der Astronomen.

## Das interstellare Medium (ISM)

Das Gas zwischen den Sternen kann entsprechend den jeweiligen physikalischen Bedingungen viele unterschiedliche Zustände annehmen, man spricht von Phasen. So kann das diffuse HI-Gas kleine kalte Gasklumpen enthalten. Im inneren Teil der galaktischen Scheibe gibt es dichte molekulare Wolken mit Staub; hier findet Sternentstehung statt. In der direkten Umgebung von heißen Sternen wird das Gas ionisiert; es entstehen „Löcher“ im Neutralgas. Supernova-Explosionen führen dazu, dass das umgebende Gas auseinander getrieben wird. In der HI-Verteilung führt das zu einem Defizit und zu schalenförmig aufgestautem Gas in der Umgebung. Das Gas kann so stark verdichtet werden, dass dabei neue Sterne entstehen.

Bedingt durch die Vielzahl der Stern-Explosionen geht es im ISM recht turbulent zu, es entstehen Wirbel und Turbulenzzellen. Die gemessenen Linien sind durch den Doppler-Effekt verbreitert, da die Hauptkeule gleichzeitig eine Vielzahl von Turbulenzzellen erfasst. Wenn wir einzelne Wolken im diffusen Gas beobachten, finden wir oft eine glockenförmige Linie (Gaußfunktion) mit einer Halbwertsbreite von ca. 20 km/s. Zu beachten ist, dass Turbulenz natürlich nichts an der Gesamtzahl der beobachteten Atome ändert. Eine Bewegung verbreitert beobachtete Linien, diese werden aber gleichzeitig flach.

Durch Berechnung der Summe über alle Geschwindigkeiten der Atome in einer Wolke bestimmen wir die Säulendichte  $\Sigma$ . In der Radioastronomie ist es üblich, das Liniensignal in so genannten Strahlungstemperaturen  $T$  mit der Einheit K (Kelvin) auszudrücken, Geschwindigkeiten in km/s. Die gemessene Gesamtintensität (das Linienintegral) hat dann die Einheit K km/s und ist ein Maß für die Säulendichte. Es gilt die Umrechnung  $1 \text{ K km/s} = 1.82 \cdot 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ . Die typische Dichte im Wasserstoffgas ist 1 Atom pro  $\text{cm}^3$ . Man sieht z.B., dass eine Linie mit einer Strahlungstemperatur von 5 K im Maximum und einer Linienbreite von 20 km/s von einer HI-Wolke mit einer Säulendichte von etwa  $10^{20} \text{ cm}^{-2}$  verursacht wird. Der Durchmesser der Wolke beträgt etwa  $10^{20} \text{ cm}$ , entsprechend 33 pc oder 100 Lichtjahre.



**Figur 1:** Struktur der galaktischen Scheibe mit ihren Spiralarmen [2]. Die Linienprofile in Richtung  $l = 60^\circ, 120^\circ, 180^\circ, 240^\circ$  und  $300^\circ$  zeigen mit ihren Radialgeschwindigkeiten die differentielle Rotation der Milchstraße. Gas, das sich vom Beobachter weg bewegt, hat eine positive Geschwindigkeit, umgekehrt zeigen negative Geschwindigkeiten eine Bewegung in Richtung Beobachter.

## Galaktische Struktur, Rotation und Schwerfeld

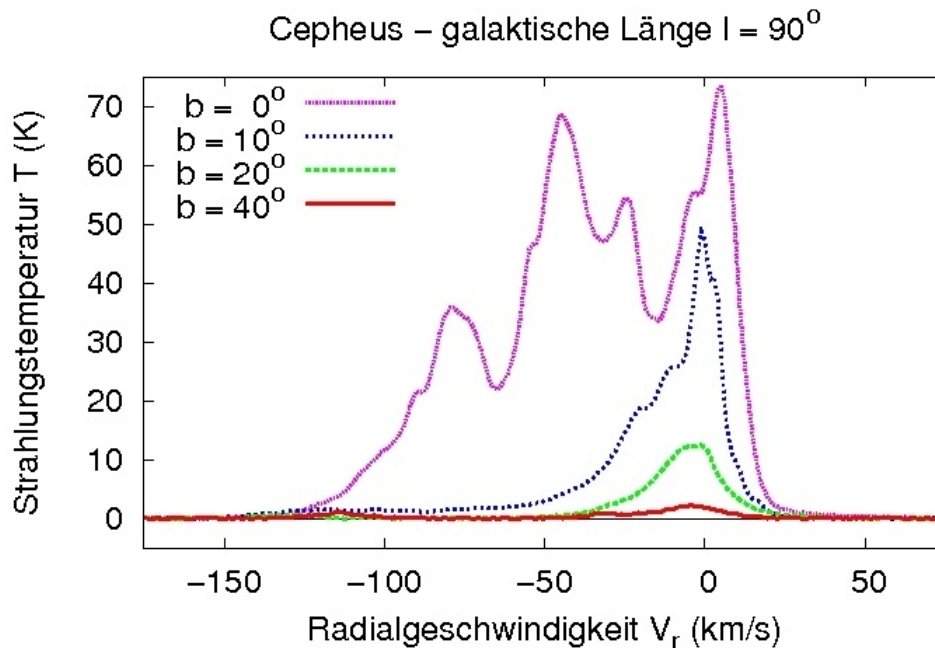
Wir wollen nun anhand von Beispielen demonstrieren, wie sich in 21-cm Linienmessungen die Struktur unserer Galaxis widerspiegelt. Wir befinden uns in der galaktischen Scheibe, die als Band am Himmel sichtbar ist [1]. Analog dazu finden wir in der 21-cm Linie eine starke HI-Konzentration, die die galaktische Ebene mit der Breite  $b = 0^\circ$  definiert. **Figur 1** zeigt ein Modell der galaktischen Ebene mit ihren Spiralarmen [2] und in 5 Richtungen dazu die Emission der 21-cm Linie. Wir finden typische Säulendichten  $\Sigma = 7 \cdot 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  und deutliche Strukturen in der Geschwindigkeitsverteilung. **Figur 2** demonstriert dagegen, wie stark Strahlungstemperatur und Säulendichte mit der Breite  $b$ , d.h. senkrecht zur Scheibe abnehmen.

Unsere Milchstraße rotiert ganz ähnlich wie andere Galaxien. Sterne und Gaswolken bewegen sich für alle Radien auf kreisförmigen Bahnen mit einer nahezu konstanten Rotationsgeschwindigkeit  $V_{\text{rot}}(R) = 220 \text{ km/s}$ . Das ist die Geschwindigkeit, bei der sich Zentrifugalkraft und Gravitationskraft in Richtung Zentrum jeweils ausgleichen. Wir können daher aus der Rotationsgeschwindigkeit die Gesamtmasse der Milchstraße berechnen.

Wenn wir näherungsweise annehmen, dass die Massenverteilung sphärisch symmetrisch ist, lässt sich nach einem Theorem von Jeans die innerhalb des Radius  $R$  eingeschlossene Masse  $M(R)$  so behandeln, als wäre sie im Zentrum konzentriert. Die Masse außerhalb hat keine gravitative Wirkung. Man erhält dann die einfache Beziehung

$$M(R) = \frac{V^2 R}{G},$$

dabei ist  $G = 6.67 \cdot 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^2$  die Gravitationskonstante. Das HI-Gas lässt sich bis zu einem Radius von 35 kpc ( $10^5$  Lichtjahre) nachweisen. Demnach hat die Milchstraße eine Masse von ca.  $4 \cdot 10^{11}$  Sonnenmassen.



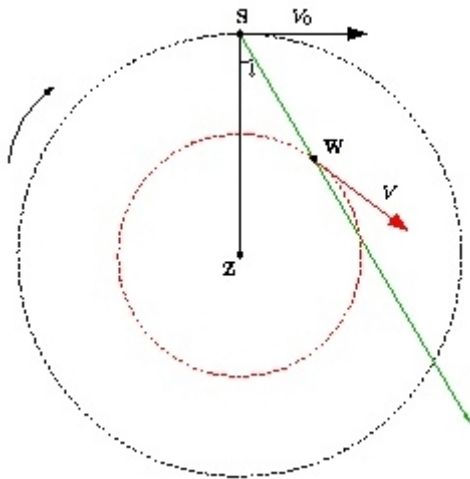
**Figur 2:** Änderungen der beobachteten HI-Strahlungstemperaturen und Säulendichten senkrecht zur galaktischen Scheibe. Die galaktische Länge bleibt konstant bei  $l = 90^\circ$ , nur die Breite  $b$  wird variiert.

Wir wissen, dass die Masse aller Sterne nicht ausreicht, um die nötige Schwerkraft zu erzeugen. In der Milchstraße werden lediglich  $\frac{1}{4}$  der benötigten Sterne beobachtet. Das HI-Gas hat insgesamt nur etwa 10% der stellaren Masse. Es wird „Dunkle Materie“ benötigt, um die hohen Rotationsgeschwindigkeiten zu erklären, vor allem im äußeren Teil der Milchstraße. Was sich hinter dem Begriff der Dunklen Materie versteckt ist heute noch unklar. Für die Forschung ist die 21-cm Linie wichtig, da sie noch weit außerhalb der stellaren Komponente beobachtbar ist, und damit die großräumige Erforschung der Dunklen Materie erlaubt.

### Differentielle galaktische Rotation

Wir können die Milchstraße nicht bequem von außen betrachten, sondern wir befinden uns in der Scheibe und nehmen selbst an ihrer Rotation teil. Dabei nehmen wir nur die Bewegung des Gases relativ zu uns wahr, man bezeichnet dies auch als differentielle galaktische Rotation.

Wir machen uns das anhand von **Figur 3** klar [3]. Um das galaktische Zentrum **Z** sind zwei Kreisbahnen gezeigt, auf denen das HI-Gas rotiert. Wir sind selbst am Ort der Sonne **S**. Unser Abstand zum Zentrum beträgt  $R_0$ , unsere Tangentialgeschwindigkeit ist  $V_0$ . Wir beobachten eine Wolke **W**, die entsprechend im Abstand  $R$  mit der Geschwindigkeit  $V$  um das Zentrum rotiert. Für die Beobachtung verwenden wir ein galaktisches Koordinatensystem mit Länge  $l$  und Breite  $b$ .  $l$  zählt im Gegenuhrzeigersinn ab dem Zentrum,  $b$  beschreibt den Winkel senkrecht zur Scheibe, zur Vereinfachung bleiben wir zunächst in der Scheibenebene, dann kann man  $b = 0$  annehmen.



**Figur 3:** Ansatz zur Ableitung der differentiellen Rotation [3].

Zur Berechnung der beobachteten Geschwindigkeit eines Objektes müssen wir stets beachten, dass wir lediglich die Projektion des Geschwindigkeitsvektors auf den Sehstrahl messen können. Falls sich etwa ein Objekt mit der Geschwindigkeit  $V$  in einem Winkel  $\alpha$  zum Sehstrahl bewegt, gilt  $V_r = V \cos \alpha$ . Man bezeichnet  $V_r$  auch als Radialgeschwindigkeit. Die Berechnung der Relativgeschwindigkeit  $V_r$  zwischen der Sonne **S** und der Wolke **W** lassen wir als Übung offen; es sind nach **Figur 3** einige geometrische Hilfskonstruktionen und Umformungen notwendig, bevor das Resultat gefunden ist:

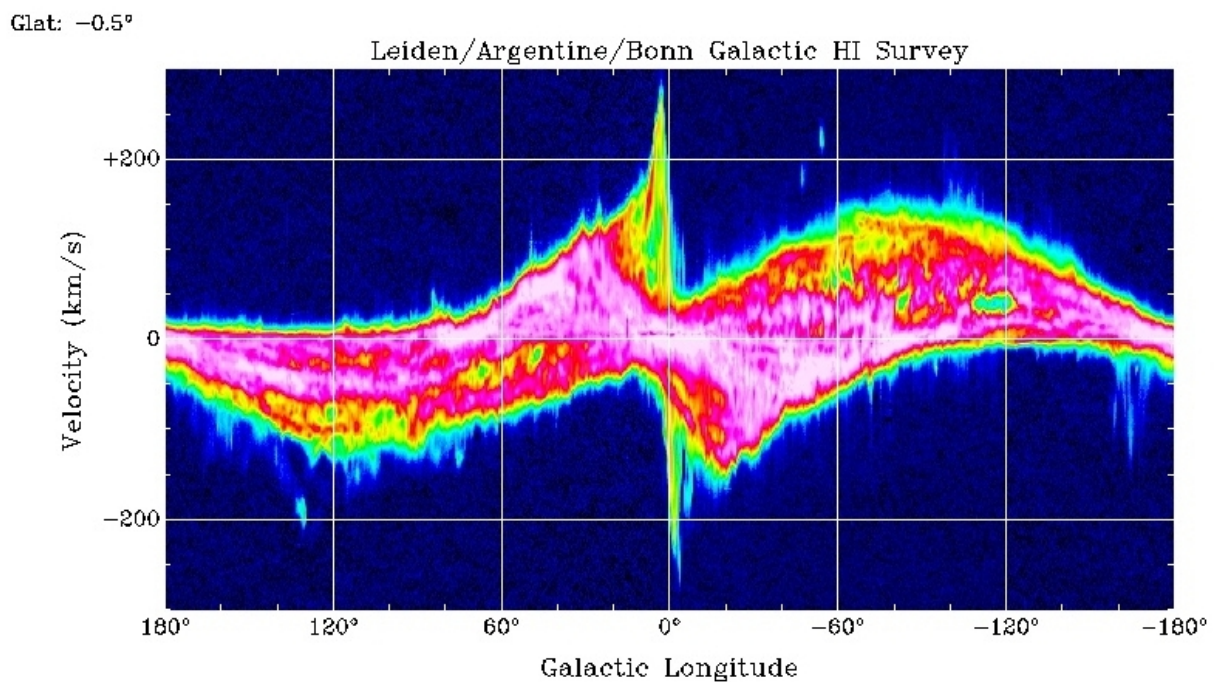
$$V_r = \left( V \frac{R_0}{R} - V_0 \right) * \sin l * \cos b$$

Da die Rotationskurve der Milchstraße nahezu flach ist, könnten wir die Gleichung noch etwas vereinfachen, indem wir  $V = V_0$  verwenden. Umgekehrt lässt sich durch Umformen der Radius  $R$  für eine Wolke mit der Radialgeschwindigkeit  $V_r$  bestimmen. Aber Vorsicht, die Position innerhalb der Galaxis ist nur für die Längen  $90^\circ < l < 270^\circ$  eindeutig. Man kann sich das leicht an **Figur 3** klarmachen, der Sehstrahl kann den inneren Kreis zweifach schneiden.

Entlang des Sehstrahls können sich verschiedene Strukturen überlagern und eine Zuordnung in „Wolken“ schwierig machen. Wir erwarten aber – analog zu anderen Galaxien – auch Spiralarme zu sehen, d.h. in galaktischer Länge ausgedehnte Strukturen, die generell eine  $\sin l$  Abhängigkeit zeigen sollten. **Figur 4** zeigt Messdaten für alle Längen  $l$  nahe dem galaktischen Äquator. Deutlich sind Bögen zu erkennen, deren Radialgeschwindigkeiten sinusartig verlaufen. Generell finden wir aber, dass diese Strukturen deutliche Intensitätsvariationen zeigen, besonders aber in Geschwindigkeit federartig ausfransen.

Dieses zerrupfte Bild entsteht durch turbulente Bewegungen. Beobachtbar ist nur die Turbulenz entlang des Sehstrahls, senkrecht dazu können wir nicht messen. Die Schlussfolgerung liegt aber nahe, dass im ISM heftige Eigenbewegungen vorhanden sein müssen. Wir sehen auch einige Löcher und Schalenstrukturen in der Verteilung und haben damit die Hauptursache für die Turbulenz gefunden: Supernova-Explosionen, die Schockfronten im ISM erzeugen.

Soweit das Erscheinungsbild der HI-Messungen. Für die genaue Interpretation der Daten werden zwei wichtige Parameter benötigt, die man deshalb auch als galaktische Konstanten bezeichnet.  $R_0 = 8.5$  kpc ist die Entfernung der Sonne zum galaktischen Zentrum. Die Tangentialgeschwindigkeit der Sonne um das Zentrum beträgt  $V_0 = 220$  km/s.



**Figur 4:** Positions-Geschwindigkeits-Diagramm für HI-Gas in der galaktischen Ebene ( $b=0^\circ$ ). Das galaktische Zentrum ist in der Mitte. Rot zeigt hohe Strahlungstemperaturen an, zum Hervorheben geringer Intensitäten wurde eine logarithmische Skala gewählt.

## Das galaktische Zentrum

In der Nähe des galaktischen Zentrums finden wir in **Figur 4** deutliche Abweichungen von der erwarteten  $\sin l$  Charakteristik. Dieses Gebiet ist außerordentlich komplex und kann hier nicht detailliert erklärt werden. Die Rotation gleicht dort teilweise der eines starren Körpers, d.h. die Geschwindigkeiten steigen zunächst linear mit dem Abstand vom Zentrum an. Unsere Galaxie besitzt einen Balken, der in diesem Bereich die Bewegungen von Sternen und HI-Gas erheblich beeinflusst.

## Gas bei hohen Geschwindigkeiten

Gas in der Ebene der Milchstraße hat überwiegend Radialgeschwindigkeiten, die als Rotation erklärt werden können. Allerdings finden wir auch Wolken, die erheblich davon abweichen,

etwa in **Figur 4** bei  $l \sim 135^\circ$  und  $V = -200$  km/s oder bei  $l = -165^\circ$ . Dieses Gas kann nicht als Teil der galaktischen Scheibe erklärt werden. Solche so genannten Hochgeschwindigkeitswolken bestehen oft aus Gas, das aus dem intergalaktischen Raum auf unsere Milchstraße einfällt. Wir sehen auch „galaktische Fontänen“, Gas, das ionisiert aus der Ebene herausgeschleudert wurde, im Halo kondensierte und nun wieder auf die Milchstraße zurückfällt. Am Südhimmel, etwa bei  $l = 280^\circ$ ,  $b = -33^\circ$ , finden wir die Magellanschen Wolken, zwei benachbarte Zwerggalaxien, die mit der Milchstraße wechselwirken. Daraus resultiert der Magellansche Strom, der über mehr als  $120^\circ$  sichtbar ist.

## Per Anhalter durch die Galaxis

Jeder kann nach eigenem Reiseplan eine Tour durch die Galaxis machen und 21-cm Linienmessungen über ein Web-Interface des Argelander-Instituts abrufen [4]. Nach Eingabe der Koordinaten wird die gemessene Säulendichte berechnet und die HI-Linienstrahlung dargestellt, das Spektrum kann auf Wunsch auch gespeichert werden. Dieses Web-Interface lässt sich dazu verwenden, die Struktur unserer Milchstraße zu erforschen. Zur Abfrage der gemessenen Profile sind am besten galaktische Koordinaten  $l, b$  geeignet.

Die wesentlichen Grundlagen zur Interpretation der Messungen wurden hier vorgestellt. Allerdings werdet Ihr schnell feststellen, dass die Interpretation der Strukturen nicht einfach ist. In **Figur 1** fehlt der Maßstab des Modells. Könnt Ihr mit Hilfe des Web-Interfaces für  $R_0 = 8.5$  kpc und  $V_0 = 220$  km/s feststellen, wie groß die Milchstraße ist? Die Verfasser der besten Kurzreferate dürfen das Radioteleskop Effelsberg besuchen und eventuell sogar selbst am Astroteiler Stockert die 21-cm Linie beobachten. Einsendungen bis spätestens 15. September an den Autor. In einem der folgenden Hefte wird genauer auf die Messungen eingegangen.

Ein Tipp: Hilfreich ist es, ein kleines Computerprogramm zu schreiben, mit dem man die Radialgeschwindigkeit  $V_r$  in  $l, b$  Richtung entlang des Sehstrahls berechnet. Man kann dann abschätzen, in welcher Entfernung einzelne Linienkomponenten entstehen. Sollte ein gut ausgestatteter Linux PC vorhanden sein kann zur besseren Visualisierung auch die vollständige Datenbasis geladen und in 3D dargestellt werden; Infos vom Autor.

## Literatur

[1] Fischer, Olaf , Modellprojekt Galaxis, ASTRONOMIE + RAUMFAHRT im Unterricht 2006, Heft 6

[2] [http://en.wikipedia.org/wiki/Milky\\_Way](http://en.wikipedia.org/wiki/Milky_Way)

[3] <http://www.euhou.net/docupload/files/radiosweden.pdf>

[4] [http://www.astro.uni-bonn.de/~webaiub/german/tools\\_labsurvey.php](http://www.astro.uni-bonn.de/~webaiub/german/tools_labsurvey.php)

Peter M. W. Kalberla  
Argelander-Institut für Astronomie  
Auf dem Hügel 71  
53121 Bonn  
[pkalberla@astro.uni-bonn.de](mailto:pkalberla@astro.uni-bonn.de)