

# Interstellares Medium

## Interstellares Gas

### Grundlagen aus dem ersten Semester:

[10-Interstellares Medium \(Seite 3 - 4\)](#)

99% des interstellaren Mediums sind gasförmig. Der Großteil des Gases besteht aus neutralen Atomen. In seltenen Ausnahmen kommen auch ionisierte Atome und Moleküle im interstellaren Gas vor.

## 1 Neutrale Atome

Neutrales interstellares Gas ist ungleichmäßig in der Milchstraße verteilt. Es besteht zu großen Teilen aus Wasserstoff im Grundzustand. An besonders dichten Stellen befinden sich auch Spuren von Ca, Al, Ti und Fe wobei diese meistens als Staub vorliegen.

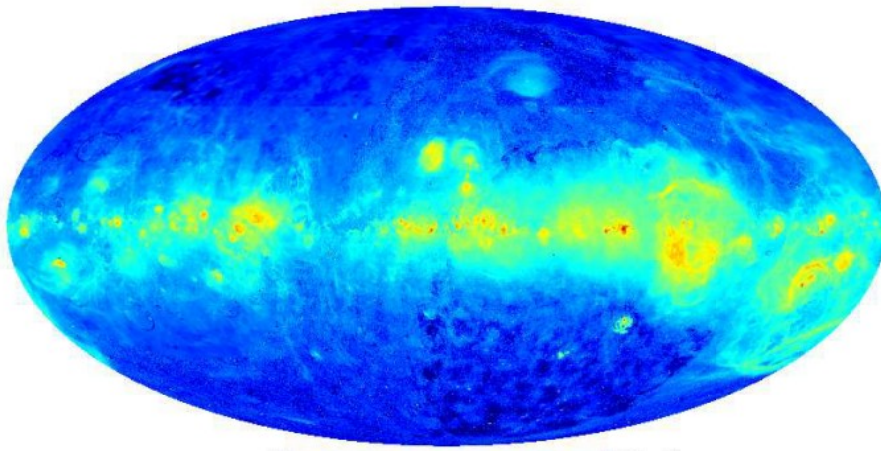
### Absorptionslinien

Zur Erforschung des neutralen interstellaren Gases verwendet man vor allem Absorptionslinien. Wasserstoff ist mit Abstand das häufigste Atom im neutralen interstellaren Gas. Daher sind die Absorptionslinien von Wasserstoff besonders wichtig.

Wasserstoff absorbiert nur sehr wenige Photonen, weshalb es schwer ist, Absorptionslinien zu entdecken.

Die stärkste Absorptionslinie ist die 21cm-Linie, die eine Absorptionswahrscheinlichkeit von nur  $2,87 \times 10^{-15} \frac{I}{s}$  hat. Das bedeutet, dass dieser Absorptionsvorgang bei jedem Wasserstoffatom nur einmal in 11-Millionen Jahren vorkommt. Durch die schiere Anzahl der Wasserstoffatome ist sie dennoch beobachtbar.

Die 21cm-Linie befindet sich bei 21,1cm das entspricht einer Energie von 1420,4Mhz. Sie kommt dadurch zustande, dass das Elektron des Wasserstoffatoms seinen Spin umdreht.



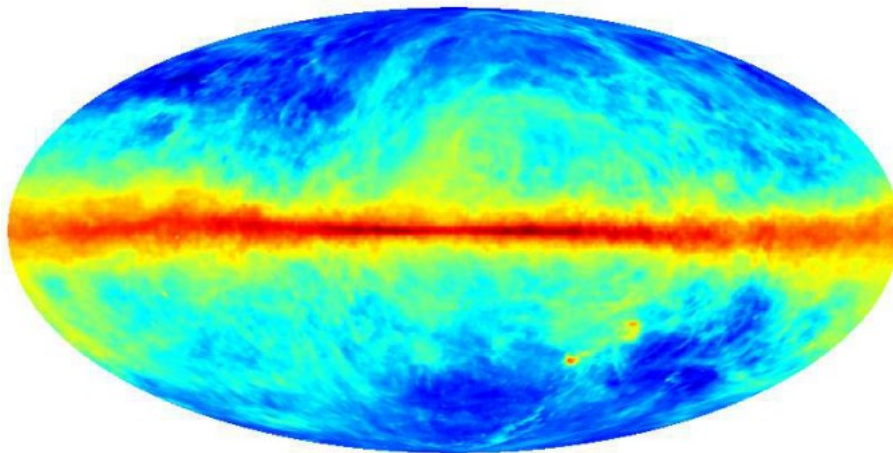
In dieser Graphik ist die  $H\alpha$ -Emmission in Bezug auf den Beobachtungswinkel in galaktischen Koordinaten aufgetragen. Die Stellen, an denen die  $H\alpha$ -Linien stark sind, sind rot und die Stellen, an denen die  $H\alpha$ -Linien schwach sind, sind blau eingezeichnet.

Eine weitere wichtige Wasserstofflinie ist die Lyman- $\alpha$ -Linie, die dadurch zustande kommt, dass das Elektron des Wasserstoffs vom innersten angeregten Zustand in den Grundzustand zurückfällt. Diese Linie befindet sich im ultravioletten Teil des Spektrums bei einer Wellenlänge von 121,6nm.

Neben Wasserstoff sorgen auch Eisen, Stickstoff, Kohlenstoff, Sauerstoff, Kalzium, Magnesium und Argon für Absorptionslinien.

### Verteilung

Man kann die Stärke der Absorptionslinien des neutralen Wasserstoffs aus allen Richtungen messen und damit auf die Verteilung des neutralen Wasserstoff im beobachtbaren Universum schließen.



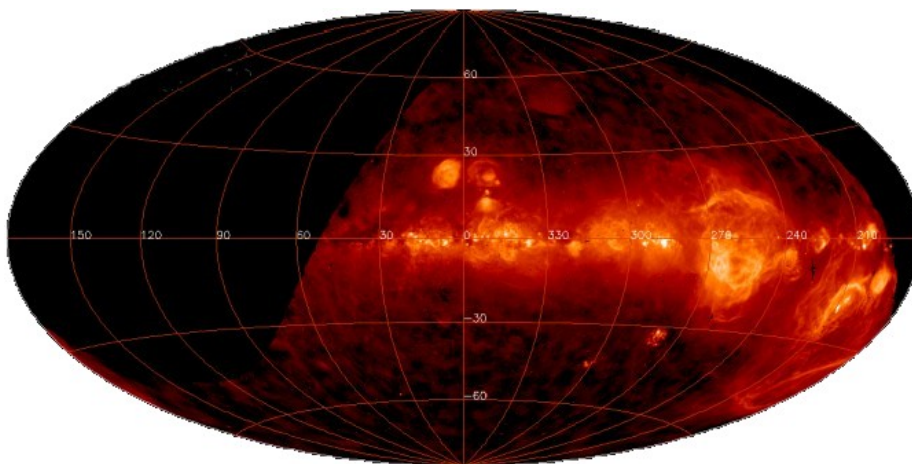
In dieser Graphik ist die Stärke der Absorptionslinien in Bezug auf den Beobachtungswinkel in galaktischen Koordinaten aufgetragen. In Richtung der roten Gebiete sind die Absorptionslinien stark, hier befindet sich viel Wasserstoff. In Richtung der blauen Gebiete sind die Absorptionslinien schwach, hier befindet sich nur wenig Wasserstoff.

Aus der Graphik erkennt man sofort, dass sich in der Milchstraßenebene besonders viel Wasserstoff befindet. Innerhalb der Milchstraße ist der Wasserstoff nicht gleichmäßig verteilt: Besonders in den Spiralarmen befinden sich oft Wolken, von einigen Parsec Durchmesser, in denen der Wasserstoff besonders verdichtet ist. Diese sogenannten HI-Wolken sind  $30M_{\odot}$  schwer und bestehen aus kaltem interstellarem Medium. Zwischen diesen Wolken befindet sich warmes interstellares Medium, das sowohl in neutraler als auch in ionisierter Form auftreten kann. Man bezeichnet es als „Zwischenwolkengas“.

## 2 Ionisierte Atome

Das ionisierte interstellare Gas kommt in leicht ionisierter Form als warmes interstellares Medium in HII-Gebieten, im Zwischenwolkengas und in der kosmischen Strahlung vor. In der Nähe von Supernovae ist es stark ionisiert und tritt als heißes interstellares Medium auf.

Den Ionisationsgrad, also den Anteil der ionisierten Gase am Gesamtanteil, kann man bestimmen, indem man Ionisationsrate und Rekombinationsrate miteinander vergleicht. Die meisten Gase werden direkt aus dem Grundzustand heraus durch die Absorption eines Photons ionisiert. Die Rekombination erfolgt, wenn ein Elektron auf ein Ion trifft.



In dieser Grafik ist die Verteilung ionisierter Gase am Beispiel des ionisierten Wasserstoff dargestellt. In den Gebieten, die rot eingezeichnet sind, befindet sich viel ionisierter Wasserstoff. In den Gebieten, die schwarz eingezeichnet sind, befindet sich wenig ionisierter Wasserstoff.

## HII-Regionen

Regionen mit viel ionisiertem Wasserstoff entstehen nur in der Umgebung von Sternen, die stark im UV-Bereich strahlen. (Diese sind zum Beispiel in den Spiralarmen der Andromedagalaxie häufig anzutreffen). Der Grund dafür ist, dass nur dort ausreichend UV-Photonen existieren um den Wasserstoff zu ionisieren.

Je mehr UV-Photonen der Stern aussendet, desto mehr Teilchen kann der Stern ionisieren, vorausgesetzt es sind ausreichend Wasserstoffatome da, so dass nicht zu viele UV-Photonen extinktiert werden, bevor sie ein Wasserstoffatom ionisiert haben.

Damit sich dauerhaft eine HII-Region bilden kann, ist es notwendig, dass die Ionisationsrate größer als die Rekombinationsrate von Wasserstoff ist. (Bei einer Temperatur von 1000 Kelvin rekombiniert sich beispielsweise  $2 \times 10^{-19} m^3$  Wasserstoff pro Sekunde). Das ist umso wahrscheinlicher, je näher sich der Wasserstoff dem Stern befindet, denn dort wurden noch nicht so viele UV-Photonen extinktiert.

Der Radius, ab dem die Ionisationsrate kleiner als die Rekombinationsrate ist, also innerhalb dem die HII-Region existiert, bezeichnet man als Strömgrenradius. Er nimmt mit der Zahl, der vom Stern ausgesandten Photonen zu und mit der Dichte und der Rekombinationsrate des Wasserstoff ab. Die Formel für den Strömgrenradius lautet

$$R_S = \sqrt[3]{\frac{3S_*}{4\pi n_0^2 \beta_2}} \quad (2.1)$$

In dieser Formel steht  $S_*$  für die Anzahl der UV-Photonen, die der Stern aussendet,  $n_0$  für die Dichte des Wasserstoff und  $\beta_2$  für die Rekombinationsrate des Wasserstoff.

Den Strömgrenradius kann man sich jedoch nicht wie eine Kugeloberfläche vorstellen, bei der die HII-Region aufhört, sondern die ionisierten Wasserstoffatome bewegen sich aus der dichten HII-Region ins dünnere neutrale Medium. Diese bewegliche Grenze bezeichnet man als Ionisationsfront.

Wie schnell sich die Wasserstoffatome ausbreiten, hängt von der Zahl der UV-Photonen ab. Man unterscheidet zwischen der D-Front, bei der die Atome langsamer als die Schallgeschwindigkeit sind und der R-Front, bei der die Atome mit Überschallgeschwindigkeit unterwegs sind.

**D-Front:** Das D in D-Front steht für dense, das englische Wort für dicht. Bei dieser Ionisationsfront entweichen die HII-Atome langsamer als die Schallgeschwindigkeit und stoßen dabei andere, neutrale Atome an. Diese erzeugen eine Stoßwelle, die sich vor der Ionisationsfront befindet und dort das Material verdichtet.

**R-Front:** Das R in R-Front steht für rarefied, das englische Wort für verdünnt. Bei dieser Ionisationsfront entweichen die HII-Atome mit Überschallgeschwindigkeit. Die Teilchen, die diese Atome anstoßen eilen der Ionisationsfront nicht voraus, weil sie dafür zu träge sind und die Ionisationsfront bildet selber eine Stoßwelle. Hinter der Stoßwelle wird das Medium verdünnt, weil die meisten Teilchen von der Stoßwelle

mitgerissen werden.

Das besondere an den HII-Regionen ist, dass in ihnen sehr häufig neue Sterne entstehen. Deshalb haben diese Regionen gerade in der Extragalaktik, dem Teil der Astronomie der sich mit den Gebieten außerhalb unserer Galaxie beschäftigt, eine große Bedeutung.

Ein typisches Beispiel für eine HII-Region ist der Trifid-Nebel. In diesem Nebel kann man eine große Anzahl von Ionisations- und Stoßfronten beobachten, die dazu führen, dass die Dichte des Wasserstoffs stark variiert. Durch die unterschiedliche Dichte variiert auch der Strömgren-Radius sehr stark, so dass die Grenzfläche sehr instabil ist. Neben dem Wasserstoff gibt es auch Spuren schwererer Elemente, die das durch die Ionisation stark aufgeheizte Wasserstoffgas wieder etwas herunterkühlen.

## Spektrallinien

Auch das ionisierte Gas wird mit Hilfe von Spektrallinien erforscht. Die wichtigsten ionisierten Elemente, die diese Linien erzeugen sind:

**Warmes interstellares Medium:** C II, N II, Mg II, Al II, Al III, Si II, Si III, Mn II, Fe II, Zn II, Ca II, Ti II,

**Heißes interstellares Medium:** C IV, N V, O VI

Besonders charakteristisch sind dabei folgende Linien:

**Rekombinationslinien:** Die Elektronen fallen beim Rekombinieren typischerweise in eine weit außen liegende Schale des Elektrons (n liegt dabei zwischen 100 und 200)

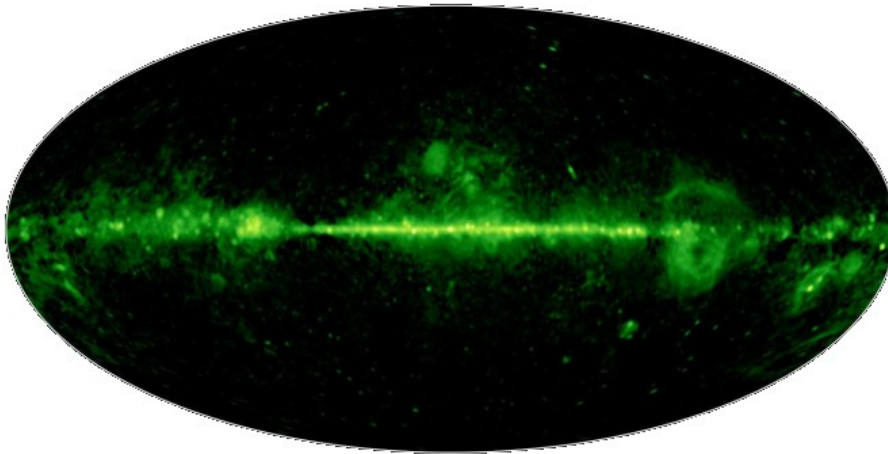
**Verbotene Übergänge:** Die Übergänge, die weniger wahrscheinlich als die Dipolübergänge sind, bezeichnet man als „verbotene Übergänge“. Sie kommen nur ungefähr einmal pro Sekunde vor, während die Dipolübergänge 100-Millionen mal pro Sekunde stattfinden. Das liegt daran, dass sie nur in extrem dünnen Medien mit wenig Stößen durch spontane Emission ausgelöst werden. (Diese Medien sind sogar viel dünner als jedes Vakuum, das man künstlich in einem Labor erzeugen kann).

Der Vorteil an diesen Übergängen ist, dass die Photonen mit dieser Wellenlänge nur selten absorbiert werden und die Absorptionslinien daher durch weite Teile der Milchstraße sichtbar sind. Ein wichtiges Beispiel für einen verbotenen Übergang ist die H $\alpha$ -Linienstrahlung bei 21cm Wellenlänge. Weitere Beispiele sind:

- **NII:**  $\lambda=654,8$  bzw.  $658,4\text{nm}$
- **SII:**  $\lambda=671,6$  bzw.  $673,1\text{nm}$
- **OII:**  $\lambda=372,7\text{nm}$
- **OIII:**  $\lambda=495,9$  bzw.  $500,7\text{nm}$

Besonders häufig kommen Quadrupolübergänge vor.

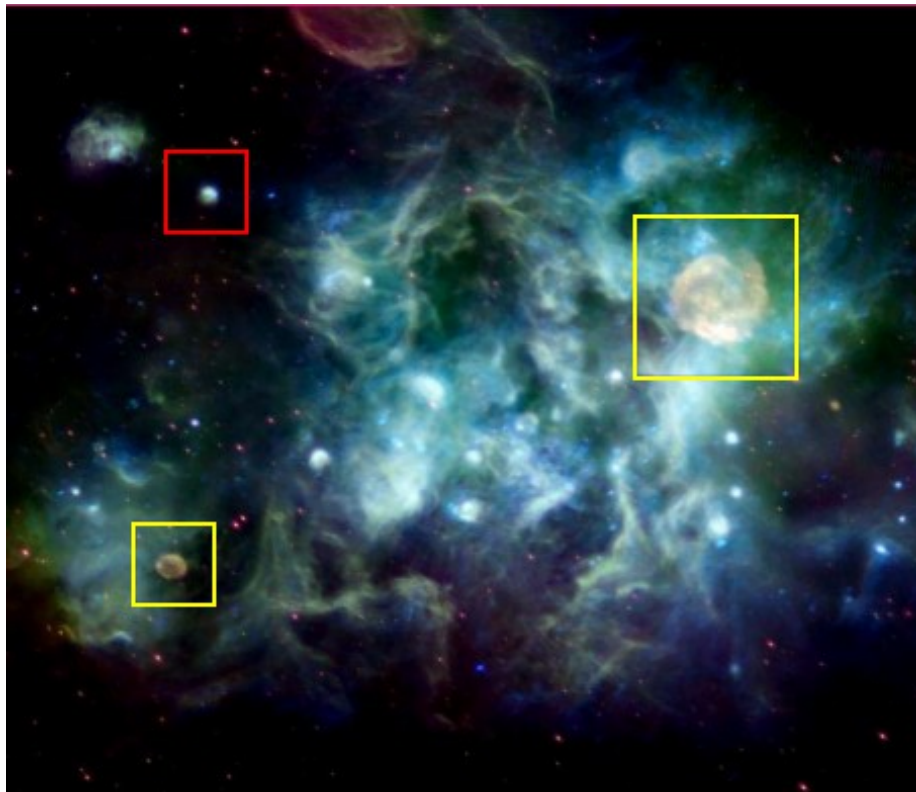
**Thermische Radiostrahlung:** Die Bahnen der freien Elektronen werden durch die Anziehungskraft der Ionen abgelenkt. Dabei entsteht eine Bremsstrahlung, die sogenannte thermische Radiostrahlung. Diese Strahlung nimmt mit dem Quadrat der Elektronendichte zu. Bei einer typischen Staubtemperatur von 100K strahlt die thermische Radiostrahlung im infraroten Bereich schwächer als die thermische Staubemission.



In dieser Grafik ist die Verteilung der thermischen Radiostrahlung in Bezug auf den Beobachtungswinkel in galaktischen Koordinaten aufgetragen. An den hellen Stellen wird viel thermische Radiostrahlung gemessen, an den dunklen wenig.

### **Cygnusregion**

Die Cygnusregion ist ein Beispiel für eine Region, in der sich viel ionisierter Wasserstoff befindet. Dieses Gebiet kann am besten im Radiobereich beobachtet werden, weil dort keine Staubeilchen die Sicht behindern.



In dieser Grafik ist ein Falschfarbenbild der Cygnusregion dargestellt. Dabei sind die Gebiete mit einer 74cm-Linie rosa, die Gebiete mit einer 21cm-Linie grün, die Gebiete mit einer 60 $\mu$ m-Linie türkis und die Gebiete mit einer 25 $\mu$ m-Linie blau dargestellt.

Man erkennt eine stellar-wind bubble (in der Graphik rot eingekastelt) und die zwei Supernovaüberreste G78.2+2.1 und G84.2-0.8 (in der Graphik gelb eingekastelt).

### Warmes interstellares Medium

Das warme interstellare Medium kommt häufig in sogenannten HII-Gebieten in der Nähe von Sternen vor: Sterne strahlen stark im ultravioletten mit mehr als 13,6eV (912 Å). Diese Photonen werden als UV-Photonen bezeichnet. Durch diese UV-Photonen können Wasserstoffatome sogar aus dem Grundzustand ionisiert werden. Es werden also alle Wasserstoffatome, die mit UV-Photonen wechselwirken ionisiert.

Die hochenergetische Strahlung wird dadurch stark abgeschirmt. Um die mittlere freie Weglänge auszurechnen, muss man die Dichte der ionisierbaren Atome (also in dem Fall die Dichte des neutralen Wasserstoffs) mit dem Absorptionsquerschnitt multiplizieren und davon den Kehrwert nehmen.

$$\frac{1}{n\sigma} \quad (2.2)$$

In diese Formel kann man den Absorptionsquerschnitt von neutralem Wasserstoff einsetzen

$$\sigma = 6,3 \times 10^{-18} \text{ cm}^2 \left( \frac{\lambda}{912} \right)^{3,5} \quad (2.3)$$

und kommt dadurch auf einen Wert von

$$\frac{100}{n} \text{ AU} \quad (2.4)$$

wobei  $n$  die Dichte in Parsec pro Kubikzentimeter ist. Das heißt, dass selbst bei einer Dichte von nur einem Teilchen pro Kubikzentimeter die Strahlung nur in 100AU Entfernung messbar ist, sie kann daher nicht einmal das Sternsystem verlassen. Den Bereich um den Stern, in den die UV-Photonen vordringen, nennt man Strömgren-Sphäre. Außerhalb der Strömgren-Sphäre wird Wasserstoff nicht mehr ionisiert, das heißt der Strömgren-Radius gibt gleichzeitig auch den Radius des HII-Gebiets an.

Durch die hohe Ionisationsrate kommt es auch häufig zur Rekombination. Bei der Rekombination wird elektromagnetische Strahlung erzeugt, die dazu führt, dass diese Gebiete leuchten. Das kann man bei Gebieten wie dem Orionnebel oder dem Pferdekopfnebel gut beobachten.

Die von den Gaswolken erzeugte Strahlung ist proportional zur Rekombinationsrate. Für die Rekombination sind sowohl Elektronen als auch Ionen notwendig, also ist die Rekombinationsrate proportional zur Elektronendichte mal der Ionendichte. Um die Rekombinationsrate im gesamten HII-Gebiet zu berechnen (das HII-Gebiet ist näherungsweise kugelförmig, da die Strahlung in alle Richtungen gleich stark absorbiert wird), muss man das Ergebnis mit der Volumsformel der Kugel multiplizieren.

$$\text{Strahlung} \propto \frac{4\pi R^3}{3} n_i n_e \quad (2.5)$$

In dieser Formel beschreibt  $n_e$  die Elektronen- und  $n_i$  die Ionendichte. Die Proportionalitätskonstante nennt sich Rekombinationskoeffizient. Sie ist von der Temperatur abhängig, denn je schneller sich die Teilchen bewegen, desto höher ist die Wahrscheinlichkeit, dass ein Elektron mit einem Ion zusammentrifft.

$$\alpha = 2 \times 10^{-10} T^{-\frac{3}{4}} \frac{\text{cm}^3}{\text{s}} \quad (2.6)$$

Die Anzahl der Elektronen und die Anzahl der Ionen sind gleich groß, weil bei jeder Ionisation genau ein Elektron und ein Ion entsteht. Die Formel verändert sich dadurch zu:

$$\text{Strahlung} = 2 \times 10^{-10} T^{-\frac{3}{4}} \frac{4\pi R^3}{3} n_i^2 \quad (2.7)$$

Wenn man diese Formel nach dem Radius umformt, erhält man die Formel für den Strömgren-Radius:

$$R = \sqrt[3]{\frac{3ST^{\frac{3}{4}}}{4\pi\alpha n_i^2}} \quad (2.8)$$

In dieser Formel steht  $S$  für die Strahlung und  $\alpha$  für die Rekombinationsrate.

Die HII-Gebiete dehnen sich immer so weit aus, dass sie im Druckgleichgewicht mit den umliegenden Gebieten sind. Die Formel, mit der man den Druck ausrechnet, lautet:

$$p = nkT \quad (2.9)$$

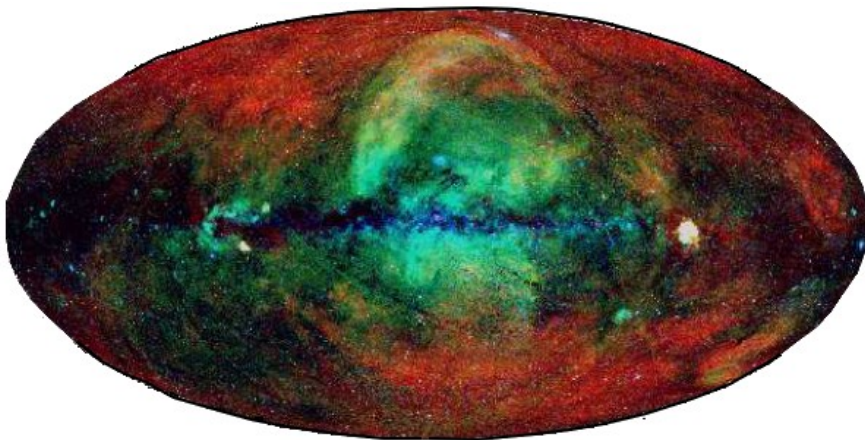
Die Temperatur bleibt jedoch nicht konstant, weil sich nach jeder Ionisation mehr Elektronen bewegen und die Temperatur deshalb zunimmt. Nach jeder Rekombination bewegen sich weniger Elektronen durch das HII-Gebiet und die Temperatur nimmt ab.

Der Strömgren-Radius ist daher nur näherungsweise konstant. Tatsächlich bildet sich an der Grenze des HII-Gebietes eine Stoßfront, die mit Schallgeschwindigkeit in das umgebende interstellare Medium stößt. Außerdem werden Teile der HII-Gebiete von stellaren Winden vom Stern weggetragen. So entsteht das sogenannte „diffuse warme interstellare Medium“, das sich über große Teile der Milchstraße verteilt.

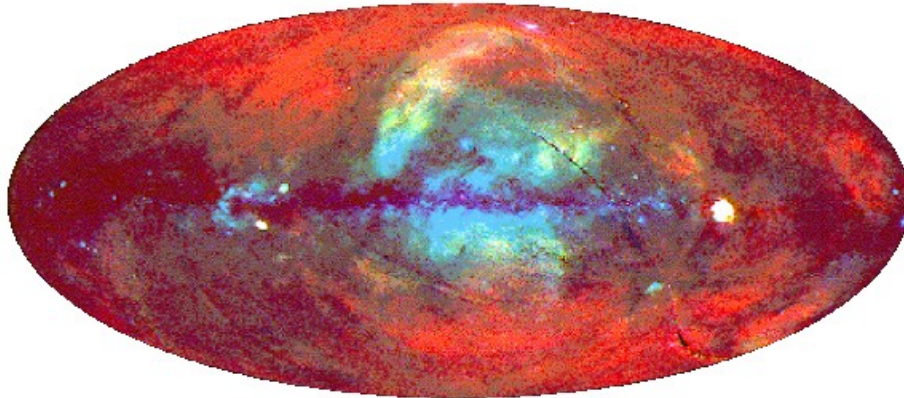
### Heißes interstellares Medium

Die Stoßwellen von Supernovaexplosionen und die Winde von OB-Sternen erzeugen viel Energie, mit der das interstellare Medium aufgeheizt und stark ionisiert wird. Die so erwärmten Teile des interstellaren Mediums bezeichnet man als heißes interstellares Medium. Es ist plastisch und verteilt sich ungefähr über die Hälfte des interstellaren Raums.

Aufgrund der Hitze strahlt es vor allem im Ultraviolett- und Röntgenbereich



In dieser Graphik ist die Röntgenstrahlung in Bezug auf die Beobachtungsrichtung in galaktischen Koordinaten dargestellt. Weil die Röntgenstrahlung fast nur vom heißen interstellaren Medium erzeugt wird, kann man daraus die Temperaturverteilung des heißen interstellaren Mediums abschätzen. An den blauen Stellen wird vor allem langwelligere Röntgenstrahlung emittiert, es handelt sich also um den kühleren Teil des heißen interstellaren Mediums. An den roten Stellen ist die Röntgenstrahlung besonders kurzwellig und das interstellare Medium daher besonders heiß.



In dieser Grafik ist das heiße interstellare Medium in Abhängigkeit von der Energie aufgetragen.

Das Gas, das eine Energie zwischen 0,1 und 0,4keV hat, ist in der Graphik rot eingezeichnet. Es ist eine Million Kelvin heiß und kommt im galaktischen Halo, zum Beispiel in der Nähe unserer Sonne vor.

Das Gas, das eine Energie zwischen 0,5 und 0,9keV hat, ist in der Graphik grün eingezeichnet. Diese Energie kommt nur dann zustande, wenn sich der Effekt mehrerer Supernovae adiirt. Dabei kommt es zu einer Erwärmung auf mehrere Millionen Kelvin. In der Milchstraße ist das nur im North polar spur (eine längliche Region entlang des 120. Breitengrad) der Fall.

Das Gas, das eine Temperatur zwischen 0,9 und 2keV hat, ist in der Graphik blau eingezeichnet. Es befindet sich nur im galaktischen Zentrum und im Inneren von Supernovaberresten. Alles andere sind extragalaktische Quellen.

### 3 Moleküle

In besonders kalten und dichten Teilen des interstellaren Mediums können sich die Atome zu Molekülen verbinden. Das ist deshalb wichtig, weil durch die so entstehenden Molekülwolken auch die Entstehung von Sternen möglich wird.

Im Allgemeinen sind die Gasatome im interstellaren Medium so weit voneinander entfernt, dass Molekülbildung fast unmöglich ist. Dafür, dass das doch noch möglich sein kann, ist der interstellare Staub verantwortlich: Am interstellaren Staub bleiben

Gasatome haften, so dass potentielle Reaktionspartner näher beisammen sind.

Die hochenergetische Strahlung führt häufig zur Ionisation. Diese geladenen Ionen ziehen andere Ionen an, sodass diese sich zu Molekülen verbinden. Ein wichtiges Beispiel für hochenergetische Strahlung ist kosmische Strahlung.

## Zusammensetzung

Im interstellaren Medium können sich eine Vielzahl von Molekülen bilden:

H <sub>2</sub>	molekularer Wasserstoff	CO	Kohlenmonoxid
NH	Nitrogen-Monohydrid	OH	Hydroxyl-Radikal
NH <sub>3</sub>	Ammoniak	H <sub>2</sub> O	Wasser
HCN	Blausäure/Cyanwasserstoff	H <sub>2</sub> CO	Formaldehyd
HCO <sup>+</sup>	Oxomethyliumion	SiO	Siliziumoxid
NO	Stickstoffmonoxid	NS	Monoschwefelmonitrid
SiS	Siliziummonosulfid	SO <sub>2</sub>	Schwefeldioxid
O <sub>3</sub>	Ozon	H <sub>2</sub> S	Schwefelwasserstoff
HNO	Nitroxyl	N <sub>2</sub> H <sup>+</sup>	Diazenylium
SiN	Siliziummononitrid	SiH <sub>4</sub>	Monosilan

Aufgrund des häufigen Vorkommens von Wasserstoff im interstellaren Medium ist die häufigste Verbindung H<sub>2</sub>. Man nennt diese Verbindung „molekularer Wasserstoff“. Sie ist nur sehr schwer beobachtbar, weil sie nur sehr schwache Absorptionslinien hat.

Die zweithäufigste Verbindung ist Kohlenmonoxid (CO). Auf 1000 H<sub>2</sub>-Moleküle kommt dabei nur ein CO-Molekül. Trotzdem kann man Kohlenmonoxid besser beobachten als Wasserstoff, weil es viel stärkere Absorptionslinien hat.

Da molekularer Wasserstoff und Kohlenmonoxid häufig im selben Verhältnis vorkommen, genügt es meistens die Verteilung der CO-Moleküle zu messen und diese mit 1000 zu multiplizieren um die Wasserstoffverteilung zu messen.

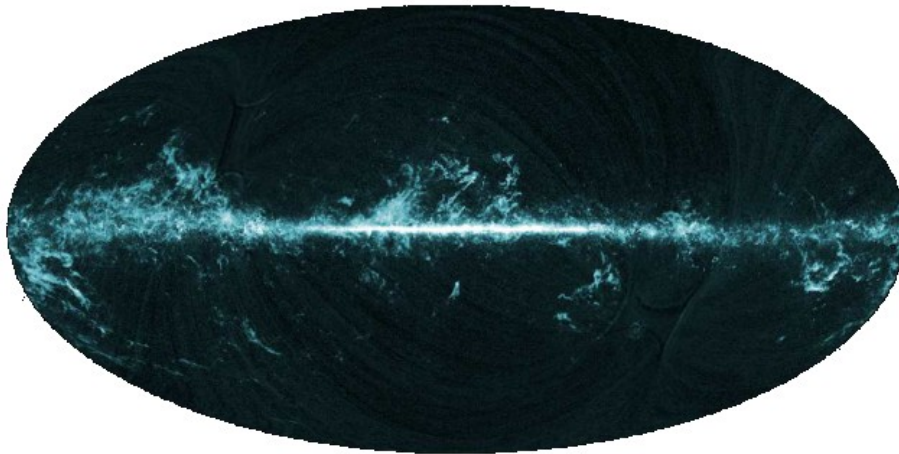
Dieses Verfahren funktioniert nicht immer: Wenn in einer Gegend viel interstellarer Staub ist, bleiben die CO-Moleküle daran eher haften und das Verhältnis zwischen Kohlenmonoxid und molekularem Wasserstoff verändert sich. Wenn in einem Gebiet eine so große Menge Kohlenmonoxid vorkommt, dass alle Photonen in den Absorptionslinien extinktiert werden, kann man die Menge des Kohlenmonoxids nicht mit der Spektralanalyse messen. In beiden Fällen ist es notwendig, die Absorptionslinien des Wasserstoffs zu messen.

Neben den zwei für die Beobachtung wichtigen Verbindungen haben sich in den Molekülwolken auch eine Vielzahl anderer Moleküle gebildet.

Besonders interessant sind dabei die Kohlenstoffverbindungen, weil alle Lebewesen die wir kennen aus Kohlenstoffverbindungen aufgebaut sind. Je häufiger sich diese Moleküle bilden, desto höher ist daher die Wahrscheinlichkeit, dass sich Leben bilden kann. Auch die Verbindungen C<sub>2</sub>, CS und HCO, die häufig bei Erdbewesen

vorkommen sind im interstellaren Medium enthalten. Häufig verbindet sich Kohlenstoff mit Wasserstoff zu Elementen wie  $\text{CH}_4$  und  $\text{CH}_3\text{OH}$ . Manchmal kommen auch Moleküle mit bis zu 100 Kohlenstoffatomen vor, die mehrere Ringe besitzen.

## Verteilung



In dieser Grafik ist die Verteilung von Kohlenmonoxid in Bezug auf die Beobachtungsrichtung dargestellt, wobei in den helleren Gebieten viel Kohlenmonoxid und in den dunkleren Gebieten wenig Kohlenmonoxid vorkommt. Diese Verteilung entspricht wie oben erläutert auch ungefähr der Wasserstoffverteilung.

Man stellt fest, dass die Moleküle in einzelnen Wolken, so genannten Molekülwolken besonders häufig auftreten. Sie bestehen aus kaltem interstellarem Medium und haben Durchmesser zwischen einem und 200 Parsec. Sie beinhalten zwischen 10 und 1-Million Parsec Gas.

Diese Wolken strahlen auch sichtbares Licht ab, haben dabei aber eine sehr geringe Leuchtkraft, teilweise sogar weniger als 25mag. Sie sind daher mit freiem Auge nur dadurch zu erkennen, dass kein Sternlicht durchdringt.