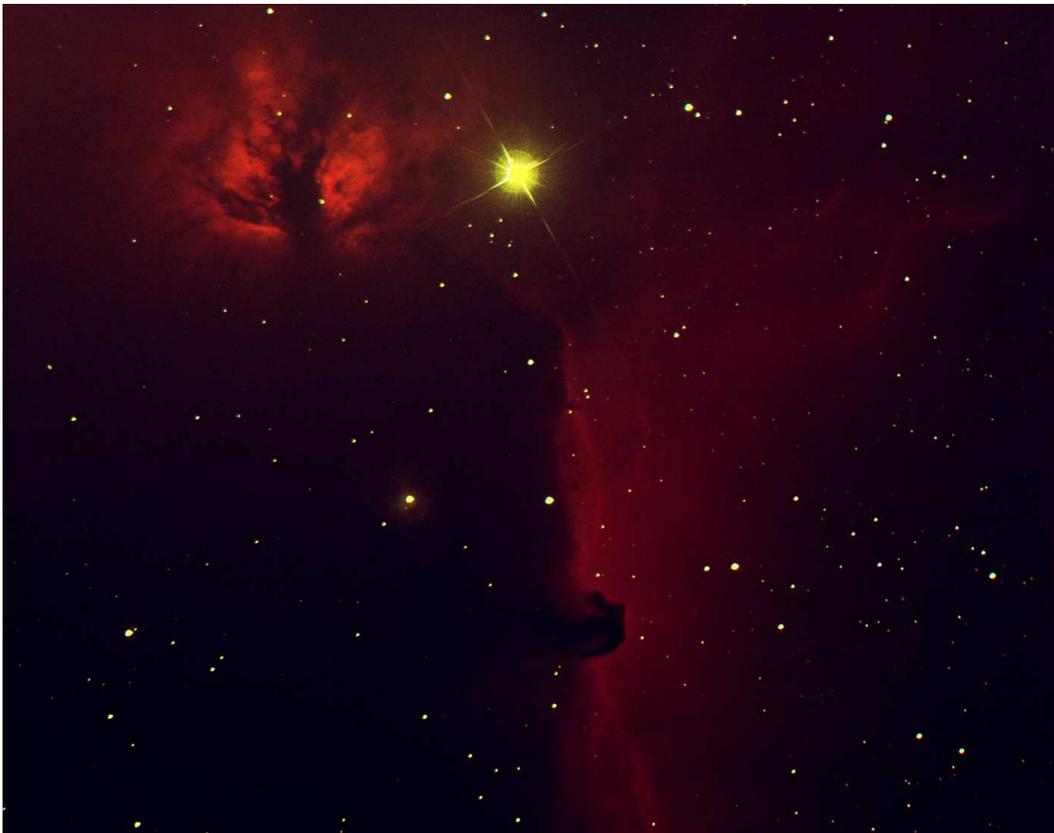


Astronomie und Astrophysik

Interstellare Materie

von

Andreas Schwarz



Stand: 28.01.2018

0.0 Inhaltsverzeichnis

1.0 Einleitung.....	3
2.0 Interstellares Gas.....	6
2.1 Neutraler Wasserstoff (H-I-Regionen).....	6
2.2 Ionisierter Wasserstoff (H-II-Regionen) und Emissionsnebel.....	9
2.3 Besondere Emissionsnebel.....	12
2.4 Molekülwolken.....	12
3.0 Interstellarer Staub.....	14
3.1 Extinktion.....	14
3.2 Streuung.....	16
3.3 Polarisation.....	16
4.0 Schlusswort.....	18
5.0 Literatur-, Quellen- und Bilderverzeichnis.....	19

1 Einleitung

Interstellare bedeutet „zwischen den Sternen“. Somit ist der interstellare Raum der Raum zwischen den Sternen und die Interstellare Materie die Materie, welche sich zwischen den Sternen im interstellaren Raum befindet. Erst in den 1930er Jahren konnte die Interstellare Materie in den Spektren von Sternen nachgewiesen werden. Nach einer schärferen Definition befindet sich die Interstellare Materie zwischen den sogenannten Astropausen der Sterne. Die Astropause ist der Übergang der Astrosphäre eines Sterns zum interstellaren Raum. Die Astrosphäre ist eine blasenförmige Struktur, welche vom Sternwind (Teilchenstrahlung vom Stern) erzeugt wird und erfüllt ist. Sie hat eine andere Materiezusammensetzung als der Interstellare Raum. Eine scharfe Grenze gibt es jedoch nicht, der Übergang von Astropause in den Interstellaren Raum ist fließend.

Die Interstellare Materie kommt in verschiedenen Formen vor. Sie besteht hauptsächlich aus neutralem und ionisiertem Gas, etwa 90 Prozent Wasserstoff und 10 Prozent Helium. Elemente schwerer als Helium, in der Astrophysik zusammenfassend als Metalle bezeichnet, kommen nur in Spuren vor. Etwa ein Prozent der Interstellaren Materie liegt in Form von Molekülen und Staub vor. Zusammen mit der im interstellaren Raum vorhandenen elektromagnetischen Strahlung und Magnetfeldern bildet die Interstellare Materie das Interstellare Medium. Der Interstellaren Materie entsprechend gibt es innerhalb von Planetensystemen sogenannte Interplanetare Materie und zwischen den Galaxien die sogenannte Intergalaktische Materie.

Interstellare Materie absorbiert, emittiert und reflektiert elektromagnetische Strahlung. Auf diese Weise kann Interstellare Materie detektiert werden. Es gibt verschiedene Möglichkeiten Interstellare Materie zu klassifizieren. Zunächst kann Interstellare Materie in zwei grundlegende Komponenten unterteilt werden: Gas (Ionen, Atome und Moleküle) und Staub. Eine weitere Möglichkeit ist die Klassifizierung nach der Temperatur:

- **Kalte Interstellare Materie** besteht aus Staub und nichtionisiertem Wasserstoff (HI). Sie kann nur in Gebieten existieren, in denen die Temperatur unterhalb von 100 K liegt;
- **Warme Interstellare Materie** besteht hauptsächlich aus Gas (Wasserstoff, Helium und Spuren von schwereren Elementen), welches teilweise neutral und teilweise ionisiert ist. Der Temperaturbereich der warmen Interstellaren Materie liegt etwa zwischen 1.000 K und 10.000 K.
- **Heiße Interstellare Materie** ist vollständig ionisiertes Plasma bei Temperaturen von bis zu einer Million Kelvin. Derartige Zustände kommen in den Koronen von Sternen vor.

Die Interstellare Materie kommt in verschiedenen Formen vor, wie nachfolgend dargestellt:

Molekülwolken bestehen zu etwa 99,9 Prozent aus molekularem Wasserstoff (H_2) und nur zu etwa 0,1 Prozent aus anderen Molekülen. Von diesen anderen Molekülen nimmt Kohlenstoffmonoxid (CO) den größten Anteil ein. Die Temperatur in Molekülwolken ist mit unter 50 K sehr gering. Die Dichte hingegen ist mit 1.000 bis 10.000 Atomen pro Kubikzentimeter relativ hoch. Typische Dichten im Interstellaren Medium sind etwa ein Atom pro Kubikzentimeter (10^{-24} g/cm^3). Sehr kalte und dichte Molekülwolken absorbieren das Licht von dahinterliegenden Objekten und erscheinen daher als schwarze, sternlose Regionen am Sternhimmel. In diesem Fall wird auch von sogenannten Dunkelwolken gesprochen. Aus diesen Molekülwolken bilden sich auch die Sterne, indem es innerhalb dieser zu einem Gravitationskollaps kommt. Infolgedessen bilden sich Gebiete mit höherer Massendichte und Gravitation, welche immer weiter kollabieren. Über mehrere Entwicklungsphasen bilden sich dann Sterne heraus. Ausführlich wird darauf in der Abhandlung „Die Geburt, das Leben und der Tod der Sterne“ eingegangen. Von der baryonischen Materie der Galaxis (normale aus Atomen bestehende Materie, in Abgrenzung zur Dunklen Materie) machen die Molekülwolken etwa die Hälfte aus.

Interstellarer Staub besteht aus Staubteilchen, welche einen mittleren Durchmesser von etwa 0,3 μm haben. Die Hauptbestandteile des Interstellaren Staubes sind Silikate, Graphit und Eis. Unter den Silikaten, welche für die Planetenentstehung eine wichtige Rolle spielen, befinden sich hauptsächlich Olivine und Pyroxene. Auch Staubwolken haben niedrige Temperaturen von unter 100 K und bilden mit den Molekülwolken einen wichtigen Mechanismus zur Sternbildung. Der Staub ist ein wichtiger Kühlmechanismus für Molekülwolken. Erst bei entsprechend niedrigen Temperaturen im Bereich von 10 K kann es zu Sternbildung kommen. Der Interstellare Staub bewirkt eine wellenlängen- bzw. frequenzabhängige Abschwächung des durch ihn laufenden Lichtes, was als Extinktion bezeichnet wird. Hierbei wird kurzwelligeres blaues Licht stärker absorbiert als langwelligeres rotes Licht. Daher kommt es in Abhängigkeit von der durchlaufenen Schicht aus Interstellarem Staub zu einer Rötung des Lichtes. In der Umgebung von kühlen Sternen erscheinen die Staubwolken als Reflexionsnebel. Sie emittieren hierbei kein eigenes Licht, sondern streuen lediglich das Licht des Sternes. Im Ergebnis reflektieren sie das Sternenlicht, daher ihre Bezeichnung als Reflexionsnebel. Die Spektren der Reflexionsnebel ähneln daher dem Spektrum des anstrahlenden Sterns, wobei auch in diesem Fall das blaue Licht stärker als das rote gestreut wird.

H-I-Regionen bestehen aus atomarem, nicht ionisiertem Wasserstoff (H). Die römische Ziffer gibt den Ionisationsgrad an. Hierbei bedeutet I nicht ionisiert, II einfach ionisiert, usw. Im Falle von Wasserstoff, welcher nur aus einem Proton im Kern und einem Elektron in der Hülle besteht, kann es maximal zu einer einfachen Ionisation kommen. Charakteristisch für H-I ist die Emission der sogenannten 21-cm-Linie, was einer Frequenz von 1420 Hz entspricht. Der Spin (Drehimpuls) des Elektrons zum Atomkern kann parallel oder antiparallel eingestellt sein. Der Unterschied bedeutet praktisch die Drehung der Drehimpulsachse des Elektrons um 180° . Beide Möglichkeiten entsprechen verschiedenen energetischen Zuständen, so dass ein Übergang zwischen diesen einer Energiedifferenz entspricht. Diese Energiedifferenz wird in Form von elektromagnetischer Strahlung mit einer Wellenlänge von 21 cm frei. An sich sind solche Übergänge sehr unwahrscheinlich. Nur aufgrund der extrem hohen Anzahl der Wasserstoffatome kann kontinuierlich 21-cm-Strahlung gemessen werden. Mit Hilfe dieser Strahlung kann die Verteilung des atomaren Wasserstoffs im Interstellaren Raum gemessen werden.

Absorptions- und Emissionsnebel treten typischerweise in Sternentstehungsgebieten sowie in der Umgebung von jungen, sehr heißen Sternen der Spektralklassen O und B auf (Spektralklassen \rightarrow Abhandlung: „Die Geburt, das Leben und der Tod der Sterne“). Bei diesen Nebeln handelt es sich um Überreste der Gaswolke, aus welcher diese Sterne entstanden sind. Wie bereits erläutert, bestehen diese Gaswolken zu etwa 90 Prozent aus Wasserstoff, 10 Prozent Helium und Spuren von schwereren Elementen. Bei der Sternentstehung sowie von jungen Sternen wird hochenergetische Strahlung mit hohen ultravioletten Anteilen ausgesandt. Diese Strahlung regt die Elektronen des Gases zu höheren energetischen Zuständen an, wobei bestimmte Wellenlängen dieser Strahlung absorbiert werden. Des Weiteren können die Gasatome auch ionisiert werden, was ebenfalls mit der Absorption von Strahlung verbunden ist. Wenn das Sternlicht einen entsprechenden Nebel durchläuft, dann zeigt das Sternspektrum die entsprechenden Absorptionslinien. Wenn die Elektronen wieder niedrigere Energiezustände einnehmen oder freie Elektronen wieder mit den Atomrümpfen rekombinieren, wird Strahlung emittiert. Auf diese Weise wird Strahlung bestimmter Wellenlängen frei. In diesem Fall erhalten wir vom Nebel ein Emissionsspektrum. Es gibt auch Kombinationen von Emissions- und Reflexionsnebel. In diesen Fällen wird von Diffusen Nebeln gesprochen.

H-II-Regionen bestehen größtenteils aus ionisiertem Wasserstoff und sind im Prinzip eine spezielle Art von Emissionsnebeln. Diese Regionen befinden sich in der Umgebung der bereits angesprochenen jungen, sehr heißen Sterne der Spektralklassen O und B. Diese Sterne geben einen bedeutenden Anteil ihrer Strahlung im ultravioletten Bereich ab. Diese hochenergetische Strahlung

ionisiert den atomaren Wasserstoff, so dass sich H-II-Regionen bilden. Typischerweise finden sich diese H-II-Regionen daher in Gebieten, in welchen intensive Sternentstehungen stattfinden. Allerdings haben H-II-Regionen eine relativ kurze Lebensdauer von weniger als eine Millionen Jahre. Aufgrund der intensiven Sternwinde und möglichen Supernovae (Sternexplosionen) der massereichen Sterne wird der ionisierte Wasserstoff innerhalb des angegebenen Zeitraumes zerstreut.

Im Ergebnis zeigt sich, dass das Interstellare Medium ein wichtiger Bestandteil des **kosmischen Materiekreislaufes** ist. Aus sehr kalten Molekül- und Staubwolken, welche kollabieren, entstehen Sterne und Planeten. Aufgrund der Sternaktivität entsteht eine Teilchenstrahlung, welche als Sternwind bezeichnet wird. Dieser Sternwind setzt sich aus den Bestandteilen des Sterns zusammen, also hauptsächlich aus Wasserstoff und Helium. Damit wird das Interstellare Medium wieder angereichert. In der Endphase der Sternentwicklung werden ganze Sternenhüllen bzw. bis zu 90 Prozent der ursprünglichen Masse des Sterns abgestoßen und damit das Interstellare Medium angereichert. Sehr massereiche Sterne, welche die schweren Elemente bis zum Eisen aufbauen, enden als Supernova. Während einer Supernova werden noch schwerere Elemente aufgebaut. Alle diese Elemente werden aufgrund der Supernova auch an das Interstellare Medium abgegeben. Auf diese Weise wird das Interstellare Medium mit Elementen schwerer als Wasserstoff und Helium, sogenannten Metallen, angereichert. Letztendlich wird diese Materie dann wieder für die Sternentstehung und die Planetenbildung verbraucht. Auf diese Weise trägt das Interstellare Medium zum kosmischen Materiekreislauf bei. Auch der Kohlenstoff, aus welchem das Leben auf der Erde aufgebaut ist, ist in Sternen entstanden. Bei Supernovae wurde dieser Kohlenstoff frei und reichert das Interstellare Medium an. Als sich dann die Erde aus diesem Medium bildete, war auch der Kohlenstoff für die Entstehung des Lebens vorhanden. Die Erforschung der Interstellaren Materie ist im Ergebnis ein wichtiger Bereich der Astrophysik, welcher viele astrophysikalische Sachverhalte miteinander verbindet.

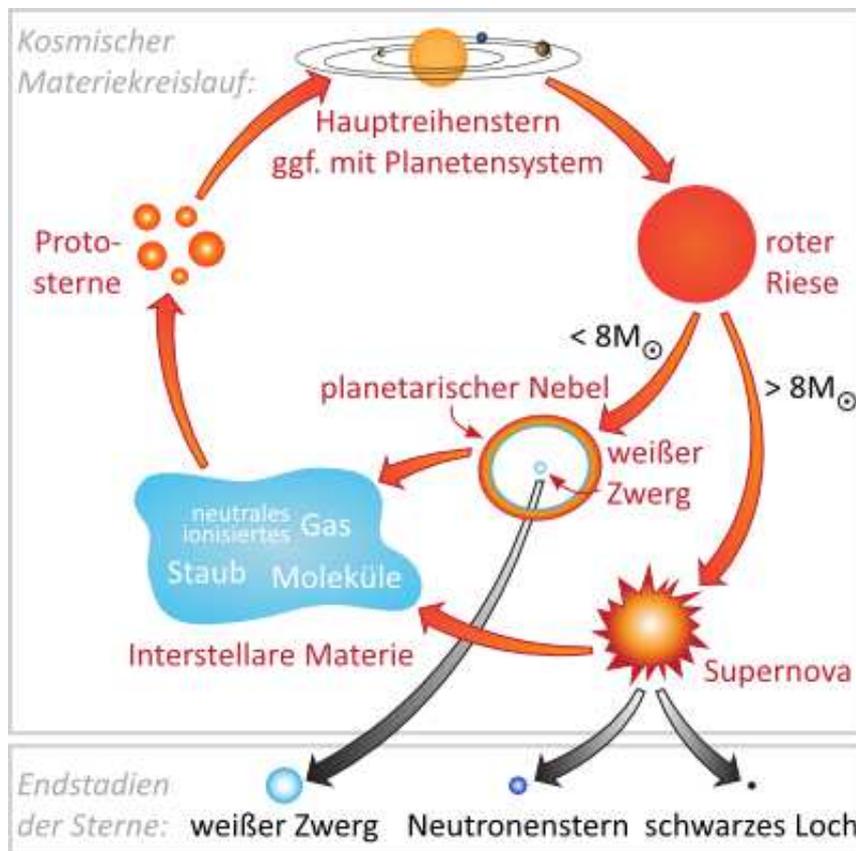


Bild 1: Interstellarer Materiekreislauf / Quelle: <https://lp.uni-goettingen.de>

2 Interstellares Gas

Das Verhältnis von Gas zu Staub in der Interstellaren Materie beträgt 100 zu 1. Wasserstoff ist das dominierende Element mit einem Massenanteil von rund 70 Prozent und macht 90 Prozent aller Teilchen der Interstellaren Materie aus. Interstellares Gas besteht aus folgenden Komponenten:

- Neutraler Wasserstoff (H-I)
- Ionisierter Wasserstoff (H-II)
- Molekülwolken (H₂)

Diese Komponenten sollen in den nachfolgenden Unterkapiteln ausführlicher betrachtet werden.

2.1 Neutraler Wasserstoff (H-I-Regionen)

Der neutrale Wasserstoff besteht aus einem Proton als Kern und einem Elektron in der Hülle. Streng genommen gibt es noch die Wasserstoffisotope Deuterium (Schwerer Wasserstoff) mit einem Proton und einem Neutron im Kern sowie Tritium (Superschwerer Wasserstoff) mit einem Proton und zwei Neutronen im Kern. Diese machen allerdings nur einen geringen Anteil aus, so dass faktisch nur normaler Wasserstoff vorliegt.

Das Wasserstoffatom verfügt über verschiedene Energiezustände, welche in einem sehr einfachen Modell wie verschiedene Umlaufbahnen des Elektrons um den Kern dargestellt werden können. Die Übergänge sind mit der Aufnahme bzw. Abgabe von Energie in Form von Photonen (Elektromagnetischer Strahlung) verbunden:

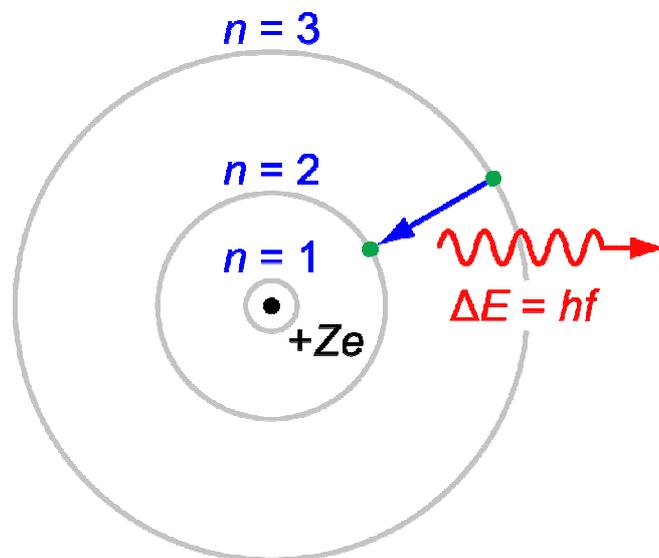


Bild 2: Das Bohrsche Modell des Wasserstoffatoms / Quelle: Wikipedia

Das Wasserstoffatom verfügt über mehr als die drei im Bild gezeigten Energiezustände. Für die Energie von Photonen bzw. elektromagnetischer Strahlung gilt:

$$E = h \cdot f$$

(1)

Hierbei ist h das Plancksche Wirkungsquantum, eine universelle Konstante in der Quantenphysik mit dem Wert $h = 6,626 \cdot 10^{-34}$ Js, und f die Frequenz der elektromagnetischen Strahlung.

Die Frequenz f der Strahlung ist über nachfolgende Gleichung mit der Wellenlänge λ verbunden. Hierbei ist c die Lichtgeschwindigkeit und hat den Wert $c = 299.792.458$ m/s.

$$c = f \cdot \lambda$$

(2)

Übergänge von den höheren Energiezuständen (Bahnen) auf bestimmte Grundzustände werden zu Serien zusammengefasst:

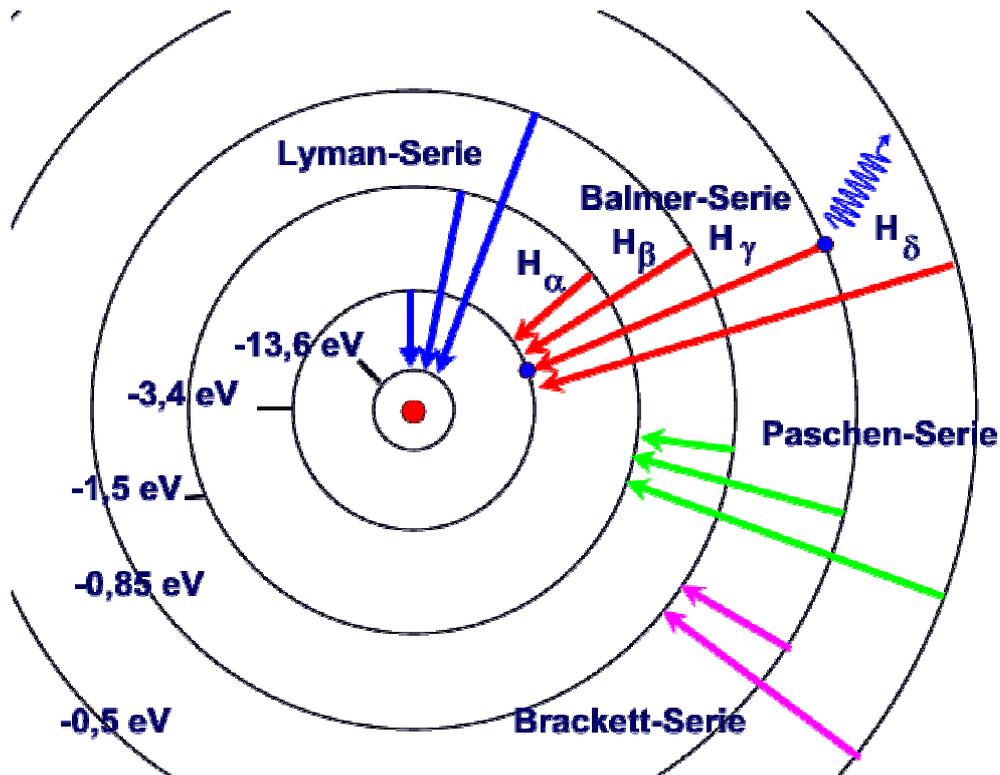


Bild 3: Die Serien im Wasserstoffatom / Quelle: <http://www.fornoff.homepage.t-online.de>

In der Regel befindet sich der Wasserstoff aufgrund der niedrigen Umgebungstemperaturen im Grundzustand. Befindet sich ein junger, heißer Stern in der Nähe, so können die Elektronen der Wasserstoffatome angeregt werden.

Im Jahre 1951 wurde ein weiterer wichtiger Energieübergang entdeckt, welcher mit der Aussendung der sogenannten 21-cm-Linie des Wasserstoffs verbunden ist. Sowohl der Atomkern als auch das Elektron des Wasserstoffs verfügen über einen Drehimpuls, welcher als Spin bezeichnet wird. Vereinfacht kann der Drehimpuls wie die Rotation des Teilchens um seine Achse dargestellt werden. Diese Vereinfachung ist allerdings keine Abbildung der Realität, jedoch für die Erklärung der 21-cm-Linie ausreichend. Der Spin (Drehimpuls) des Elektrons zum Atomkern kann parallel (Zustand $F = 1$) oder antiparallel (Zustand $F = 0$) eingestellt sein. Der Unterschied bedeutet praktisch die Drehung der Drehimpulsachse des Elektrons um 180° . Beide Möglichkeiten entsprechen verschiedenen energetischen Zuständen, so dass ein Übergang zwischen diesen einer Energiedifferenz ΔE entspricht. Diese Energiedifferenz wird gemäß Gleichung (1) $E = h \cdot f$ in Form von elektromagnetischer Strahlung mit einer Wellenlänge von 21 cm bzw. einer Frequenz von 1420 Hz frei.

$$f = \Delta E/h = 1420 \text{ Hz}$$

$$\lambda = c/f = 21 \text{ cm}$$

An sich sind solche Übergänge sehr unwahrscheinlich, da es sich um sogenannte verbotene Übergänge handelt. Der metastabile Zustand $F = 1$ ist ohne Stoßeinwirkung sehr langlebig und daher ist ein Übergang zum Zustand $F = 0$ sehr unwahrscheinlich. Findet ein Übergang von Zustand $F = 1$ zu $F = 0$ statt, wird die 21-cm-Strahlung freigesetzt. Nur aufgrund der extrem hohen Anzahl der Wasserstoffatome kann kontinuierlich 21-cm-Strahlung gemessen werden. Mit Hilfe dieser Strahlung kann die Verteilung des atomaren Wasserstoffs im Interstellaren Raum gemessen werden. Nachfolgend eine grafische Darstellung des Sachverhaltes:

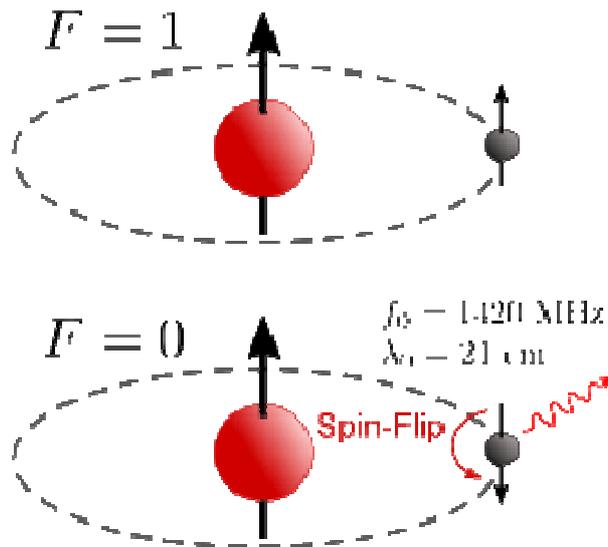


Bild 4: Die Entstehung der 21-cm-Linie / Quelle: Wikipedia

Mit Hilfe dieser Strahlung kann die Verteilung des atomaren Wasserstoffs im interstellaren Raum gemessen werden. Durch den Doppler-Effekt ist die 21-cm-Linie verbreitert. Grund hierfür ist die thermische Bewegung der Wasserstoffatome. Die Stoßverbreiterung kann vernachlässigt werden. Die thermische Geschwindigkeit liegt etwa bei 1 km/s bzw. 1.000 m/s. In der Sichtlinie werden unterschiedliche Wolkenkomplexe beobachtet, so dass die Linie auch aus diesem Grunde verbreitert ist. Des Weiteren nimmt die Interstellare Materie, wie die Sterne, an der galaktischen Rotation teil. In Abhängigkeit von der Entfernung zum galaktischen Zentrum hat die Interstellare Materie auch unterschiedliche Rotationsgeschwindigkeiten.

Wie gut die 21-cm-Linie die Interstellare Materie durchlaufen kann und damit ihre Intensität, mit welcher sie gemessen werden kann, hängt von der sogenannten optischen Tiefe τ ab. Die optische Tiefe hängt von der Teilchendichte der Wasserstoffatome n_H pro cm^3 , vom Absorptionsquerschnitt σ pro Atom für die 21-cm-Strahlung ($\sigma = 10^{-18} \text{ cm}^2$) und von der Weglänge Δl der durchlaufenen Interstellaren Materie längs der Sichtlinie ab. Es gilt:

$$\tau = n_H \cdot \sigma \cdot \Delta l \quad (3)$$

- Der Wert $\tau = 1$ bedeutet, dass die Strahlung beim Durchgang durch die Materieschicht (z.B. Interstellare Materie) auf das 1/e-fache (etwa um 37 Prozent) abfällt. Hierbei ist e die sogenannte Eulersche Zahl mit dem Wert $e = 2,71828\dots$

- Für den Wert $\tau \gg 1$ wird von optisch dick gesprochen
- Für den Wert $\tau \ll 1$ wird von optisch dünn gesprochen

Die optische Tiefe $\tau = 1$ wird aufgrund von Gleichung (3) bei der Interstellaren Materie nicht erreicht. Ohne die thermische Verbreiterung der 21-cm-Linie wäre bereits auf einer Strecke von einem Kiloparsec (kpc), was einer Distanz von 3.260 Lichtjahren entspricht, der Wert $\tau = 1$ erreicht und das Interstellare Gas für diese Strahlung nicht mehr durchsichtig. Mit Hilfe der thermischen Linienverbreiterung kann direkt die kinetische Temperatur des Interstellaren Gases bestimmt werden. Für die Linienverbreiterung Δf gilt:

$$\Delta f/f = v/c$$

(4)

Hierbei ist f wieder die Frequenz und c die Lichtgeschwindigkeit. v ist die mittlere kinetische Geschwindigkeit der Wasserstoffatome. Diese Geschwindigkeit v ist proportional zur Temperatur T der Wolke aus Interstellarem Gas:

$$\frac{1}{2} \cdot m_H \cdot v^2 = \frac{3}{2} \cdot k \cdot T$$

(5)

Hierbei ist k die Boltzmannkonstante mit dem Wert $k = 1,38 \cdot 10^{-23}$ J/K und m_H die Masse des Wasserstoffatoms. Eine typische thermische Verbreiterung von $f = 6.000$ Hz entspricht einer Temperatur von 20 K.

Die 21-cm-Linie kann in Verbindung mit einer starken Radioquelle auch in Absorption beobachtet werden. In diesem Fall bewirkt die Radiostrahlung einen Übergang von $F = 0$ zu $F = 1$, was zu einer Absorption von Radiostrahlung mit $\lambda = 21$ cm führt.

2.2 Ionisierter Wasserstoff (II-Regionen) und Emissionsnebel

Größtenteils ist der Wasserstoff neutral und nur aufgrund der 21-cm-Linie überhaupt detektierbar. Es gibt jedoch auch ionisierten Wasserstoff, sogenannte H-II-Regionen. Als leuchtende H-II-Regionen erscheinen diese als Emissionsnebel. Bekannte Beispiele für solche Emissionsnebel sind der Orionnebel und der Nordamerikanebel. Bei der Strahlung dieser Nebel handelt es sich um absorbierte Sternstrahlung, welche dann wieder emittiert wird. Dadurch leuchtet der Nebel dann im Ergebnis. Das Spektrum eines Emissionsnebels besteht aus folgenden Komponenten:

- Kontinuum
- Kräftige Emissionslinien
- Nebenlinien

Das Kontinuum entsteht durch den Einfang von freien Elektronen durch die Wasserstoffionen oder auch Heliumionen. Diese Vorgänge werden als Frei-Gebunden-Übergänge bezeichnet. Vor dieser Rekombination der negativen Elektronen mit den positiven Atomrümpfen können die Elektronen beliebige Energien haben, so dass ein kontinuierliches Spektrum entsteht. Neben diesen Übergängen gibt es auch sogenannte Frei-Frei-Übergänge. Bei diesen Übergängen werden die Elektronen im elektrischen Coulombfeld der positiv geladenen Protonen lediglich abgebremst, nicht jedoch eingefangen. In diesem Fall wird ein Teil der bisherigen kinetischen Bewegungsenergie der Elektronen in Strahlung umgewandelt, wodurch ebenfalls ein kontinuierliches Spektrum entsteht.

Das Wasserstoffatom und auch das Heliumatom haben verschiedene Energieniveaus, welche in einem vereinfachten Modell als Umlaufbahnen der Elektronen um den Atomkern dargestellt werden. Das unterste Energieniveau bzw. die innerste Bahn trägt die Bezeichnung $n = 1$. Das Energieniveau $n = 2$ ist dann das nächst höhere Energieniveau bzw. die nächste Bahn. Mit fortlaufenden n werden also die steigenden Energieniveaus gekennzeichnet. Elektronen müssen bei der Rekombination nicht zwangsläufig direkt im Grundzustand $n = 1$ landen. Sie können zunächst bei einem sehr viel höheren Energieniveau landen und kaskadenartig über mehrere Niveaustufen gehen. Bei jedem Übergang von einem höheren zu einem niedrigeren Niveau werden bis zum Erreichen des Grundzustandes Photonen der entsprechenden Energie bzw. Frequenz bzw. Wellenlänge freigesetzt. Auf diese Weise entstehen die kräftigen Emissionslinien. Ein wichtiger Aspekt hierbei ist die sehr geringe Dichte des Interstellaren Gases. Aufgrund dieser werden die Atome während der Übergänge kaum von den Nachbarpartikeln gestört, so dass auch Übergänge von sehr hohen Energieniveaus möglich sind. Solche Übergänge können unter Laborbedingungen auf der Erde nicht beobachtet werden. So ist zum Beispiel auch ein Übergang von $n = 110$ zu 109 möglich, dessen Energiedifferenz einer Radiostrahlung mit einer Wellenlänge von 6 cm entspricht.

Die Zuordnung der Nebenlinien war zunächst schwierig. Zuerst wurde noch an unbekannte Elemente gedacht. Heute ist jedoch klar, dass es sich um verbotene Übergänge von Ionen wie O^+ , O^{++} , N^+ , usw. handelt. Diese Ionen besitzen metastabile Energieniveaus mit geringen Anregungsenergien von etwa 1 eV (Die Abkürzung eV steht für die Energieeinheit Elektronenvolt. Sie wird aus Gründen der Anschaulichkeit gegenüber der offiziellen Energieeinheit Joule (J) in der Teilchenphysik bevorzugt verwendet. Ein eV ist die Energie, die ein Elektron in einem Spannungsfeld von einem Volt erhält und entspricht $1,602 \cdot 10^{-19} \text{ J}$. KeV steht für Kiloelektronenvolt, MeV für Megaelektronenvolt und GeV für Gigaelektronenvolt). Durch inelastische Elektronenstöße erfolgt dann eine Anregung dieser Niveaus. Nur aufgrund der sehr geringen Dichte des Interstellaren Gases ist die Lebensdauer des metastabilen Niveaus kürzer als die Zeit zwischen zwei Stößen, so dass es zur Anregung und damit zu einem Strahlungsübergang kommt. Für deren Intensität gilt dann:

$$I = \text{const} \int n_e^2 ds \quad (6)$$

Hierbei ist s die Sichtlinie, über die integriert wird. Diese wird in Parsec (pc) angegeben, wobei gilt: $1 \text{ pc} = 3,26 \text{ Lichtjahre}$. Die Anzahl der Teilchen für eine bestimmte Volumeneinheit wird mit n_e beschrieben. Diese wird konkret in Anzahl der Teilchen pro Kubikzentimeter angegeben. Das Emissionsmaß EM ist dann:

$$\text{EM} = \int n_e^2 ds \quad (7)$$

Daraus ergeben sich Werte für EM von 10^{-6} cm . Gerade noch sichtbare Objekte erreicht EM Werte von bis zu 10^9 cm^{-6} .

Die Ausdehnung der H-II-Regionen können mit Hilfe der Ionisationsenergie von Wasserstoff abgeschätzt werden, welche $13,6 \text{ eV}$ beträgt. Für die Ionisation wird eine Strahlung mit einer entsprechenden Energie bzw. einer Wellenlänge von $\lambda < 91,2 \text{ nm}$ benötigt, was im ultravioletten Bereich liegt. Um diese Energie durch Strahlung aufzubringen, müssen die Temperaturen der Sterne, welche H-II-Regionen zum Leuchten anregen, ausreichend hoch sein. Benötigt werden effektive Sternoberflächentemperaturen von mehr als 20.000 K . Solche Temperaturen werden von Sternen der Spektraltypen O und B erreicht, so dass H-II-Regionen in den Umgebungen solcher Sterne zu finden sind. Die Anzahl der Photonen mit $\lambda < 91,2 \text{ nm}$ bestimmt dann die Ausdehnung

der H-II-Regionen. Diese Photonen entstehen bei den Übergängen in den Grundzustand $n = 1$, was im Falle des Wasserstoffatoms die Lyman-Serie ist. Die Anzahl dieser Photonen wird mit N_{Lc} bezeichnet. Es gibt einen bestimmten Abstand s_0 zum Stern, bis zu welchem das Wasserstoffgas mit der Teilchendichte n_{H} durch die Sternstrahlung ionisiert wird. Allerdings finden auch immer wieder Rekombinationen von Elektronen und Wasserstoffkernen statt, welche mit αn_e (Zahl der Rekombinationen pro Zeiteinheit) angegeben werden. Hierbei ist α der Rekombinationskoeffizient und es gilt $n_e \approx n_{\text{H}}$. Die Anzahl der Rekombinationen N_{Rek} ergibt sich dann aus:

$$N_{\text{Rek}} = 4/3\pi \cdot s_0^3 \cdot \alpha n_e \quad (8)$$

Zwischen der Anzahl der Photonen, welche Wasserstoff ionisieren, und der Anzahl der Rekombinationen stellt sich ein Gleichgewicht ein ($N_{\text{Lc}} = N_{\text{Rek}}$), so dass für den Radius der H-II-Region um einen Stern der Spektralklassen O und B gilt:

$$s_0 = [3 N_{\text{Lc}} / (4\pi\alpha n_{\text{H}}^2)]^{1/3} \quad (9)$$

Dieser Radius s_0 wird als Strömgren-Sphäre bezeichnet und gibt an, welchen Radius eine H-II-Region um einen Stern der Spektralklasse O und B erreichen kann.



Bild 5: Emissionsnebel: Der Orionnebel / Foto Ralf Schmidt

Bei einer typischen Teilchendichte von $n_{\text{H}} = 1 / \text{cm}^3$ muss jedes Photon mit $\lambda < 91,2 \text{ nm}$ eine Energie von 13,6 eV abgeben, um ein Wasserstoffatom zu ionisieren. Die restliche Energie der Photonen geht in die kinetische Energie der Elektronen über. Diese restliche Energie ist im Mittel größer als die zuvor durch Rekombination dem Elektronengas entzogene Energie. Im Ergebnis kommt es so zu einer Aufheizung des Gases. Die wichtigsten Kühlmechanismen sind dann die Ausstrahlungsprozesse bei den verbotenen Nebenlinien. Die Anregungsenergie bei den zugrundeliegenden inelastischen Stößen entstammt ja aus der kinetischen Energie der freien Elektronen. Die Temperatur ist ja gemäß Gleichung (5) ein Maß für die mittlere Geschwindigkeit der Elektronen bzw. für deren kinetische Energie. Wenn aufgrund der Anregungsenergie für die verbotenen Nebenlinien den Elektronen kinetische Energie entzogen wird, dann sinkt damit auch

die Temperatur des Gases. Ein Gleichgewicht bei dem Vorgang stellt sich etwa bei 10.000 K ein, so dass H-II-Regionen etwa um das 100-fache heißer sind als H-I-Regionen. In den H-II-Regionen kommt es aufgrund der hohen Temperaturen zu dynamischen Prozessen. An deren Rändern bilden sich sogenannten Stoßfronten. Diese dehnen sich aus, was zu einer Begrenzung der Sichtbarkeitsdauer von H-II-Regionen führt. Im Ergebnis führt diese Ausdehnung zu einer Abnahme der Dichte der H-II-Region und zu einer Begrenzung der Sichtbarkeitsdauer auf weniger als eine Million Jahre.

2.3 Besondere Emissionsnebel

Für die H-II-Regionen als Emissionsnebel werden lediglich hochenergetische Photonen mit $\lambda < 91,2$ benötigt. Voraussetzung hierfür ist ein Stern der Spektralklasse O oder B in einem zuvor neutralen Interstellaren Gas. Allerdings gibt es im Bereich der Sterne auch noch höhere energetische Prozesse. Etwa die Bildung von Planetarischen Nebeln in der Endphase der Sternentwicklung von massearmen Sternen oder von Hüllen um Novae. In diesen Fällen kann die Temperatur um den Faktor Fünf höher sein als bei gewöhnlichen Emissionsnebeln. Aufgrund der raschen Expansion dieser Gebilde können Planetarische Nebel etwa 10.000 Jahre und Hüllen um Novae etwa nur 100 Jahre lang gesehen werden. Die Emissionsnebel um Wolf-Rayet-Sterne resultieren aus starken Sternwinden, bei der ein großer Massenanteil dieser Sterne an die Umgebung abgegeben wird. Die Hüllen dieser Sterne haben Temperaturen von 10.000 bis 30.000 K. Noch dramatischer sind die Ereignisse bei der Explosion eines massereichen Sterns am Ende seiner Entwicklung, was als Supernova bezeichnet wird. Bei Supernovae bilden sich Stoßfronten, welche die Schallgeschwindigkeit überschreiten. Die Temperatur an einer solchen Stoßfront beträgt etwa eine Million Kelvin. Dabei kommt es zu verschiedenen Strahlungsprozessen. Einmal entsteht thermische Bremsstrahlung im Röntgenbereich. Zum anderen werden an den vorhandenen Magnetfeldern Elektronen spiralförmig beschleunigt, so dass sogenannte Synchrotronstrahlung im optischen Bereich und im Radiobereich erzeugt wird. Hierbei ist anzumerken, dass bei der Beschleunigung von Ladungen (z.B. Elektronen oder positive Atomkerne) elektromagnetische Strahlung erzeugt wird. Bei einer Supernova werden Magnetfelder stark komprimiert und dadurch verstärkt. Des Weiteren bilden sich starke Turbulenzen im Gas aus. Als Supernova-Überrest haben Emissionsnebel eine Lebensdauer von etwa Hunderttausend Jahren.

2.4 Molekülwolken

Molekülwolken bestehen hauptsächlich aus molekularem Wasserstoff H_2 . Es kommen allerdings in geringen Mengen auch viele andere chemische Verbindungen vor. Durch Strahlung werden diese Moleküle allerdings zersetzt. Dieser Vorgang wird als Photodissoziation bezeichnet. Molekülwolken können daher nur in Gebieten existieren, welche vor Strahlung geschützt sind. Dies ist in Gebieten der Fall, wo Strahlung durch Interstellaren Staub absorbiert wird. Moleküle können noch mehr Energiezustände als Atome annehmen. So besitzt ein zweiatomiges Molekül zwei weitere Freiheitsgrade:

- Rotation um den Schwerpunkt des Moleküls
- Gegeneinanderschwingen der Atomkerne

Wie im Falle der Übergänge in einem Atom sind auch die oben genannten Übergänge gequantelt. D.h. nur bestimmte Rotations- und Schwingungszustände stellen sich ein. Der Übergang zwischen diesen Zuständen ist mit der Aufnahme oder der Abgabe einer bestimmten Energie verbunden. Anders ausgedrückt, zwischen zwei Zuständen besteht eine Energiedifferenz, welche gemäß der Gleichung (1) einer elektromagnetischen Strahlung mit einer bestimmten Frequenz bzw. Wellenlänge entspricht. Im Falle der Moleküle entsteht hauptsächlich Radiostrahlung im Bereich von Zentimetern und Dezimetern. Die Teilchendichte in Molekülwolken bewegt sich zwischen 100 und 1.000.000 Teilchen pro Kubikzentimeter.

In den Molekülwolken kommen auch komplexere chemische Verbindungen, wie Ameisensäure und Methylalkohol vor. Bisher sind rund 200 verschiedene Verbindungen im interstellaren Raum nachgewiesen worden, Tendenz steigend. Aufgrund der relativ hohen Gravitation sind Molekülwolken gravitationsinstabil. Bei einer Störung, etwa durch eine Supernova, kann es zu Verdichtungen in den Molekülwolken kommen, wodurch an diesen Stellen die Gravitation ansteigt und so noch mehr Materie angezogen wird. Infolge kommt es zu einem sogenannten Gravitationskollaps, bei dem Materie so weit komprimiert werden kann, dass Druck und Temperatur ausreichend hohe Werte (10 Millionen K) zur Zündung der Fusion von Wasserstoff zu Helium erreichen können. Dann ist ein Stern entstanden. Als Nebenprodukt der Sternbildung können auch Planeten entstehen. Im Ergebnis sind extrem kalte Molekülwolken die Gebiete der Sternentstehung und damit auch der Planetenentstehung. In Extremfällen wurden bei Molekülwolken auch Temperaturen von 10^{10} K gemessen. Diese hohen Temperaturen können durch einen sogenannten Pumpmechanismus erklärt werden, bei dem Teilchen auf ein metastabiles Niveau gehoben werden und in diesem Niveau sehr viel zahlreicher vertreten sind als im Grundzustand. Durch einfallende Strahlung der entsprechenden Frequenz können diese Teilchen dann wieder in den Grundzustand gelangen, was als induzierte Emission bezeichnet wird. Im Mikrowellenbereich wird in diesem Fall von einem MASER gesprochen. Im optischen Bereich würde es sich um einen LASER handeln. Der MASER-Effekt kommt vorwiegend bei den Molekülen OH, H₂O und SiO vor. Dieser Effekt tritt auch bei bestimmten veränderlichen Sternen auf. Die MASER-Quellen sind sehr kompakt und nur einige Astronomische Einheiten (eine Astronomische Einheit AE entspricht der mittleren Entfernung Erde – Sonne: 149.597.870.700 Meter) groß.

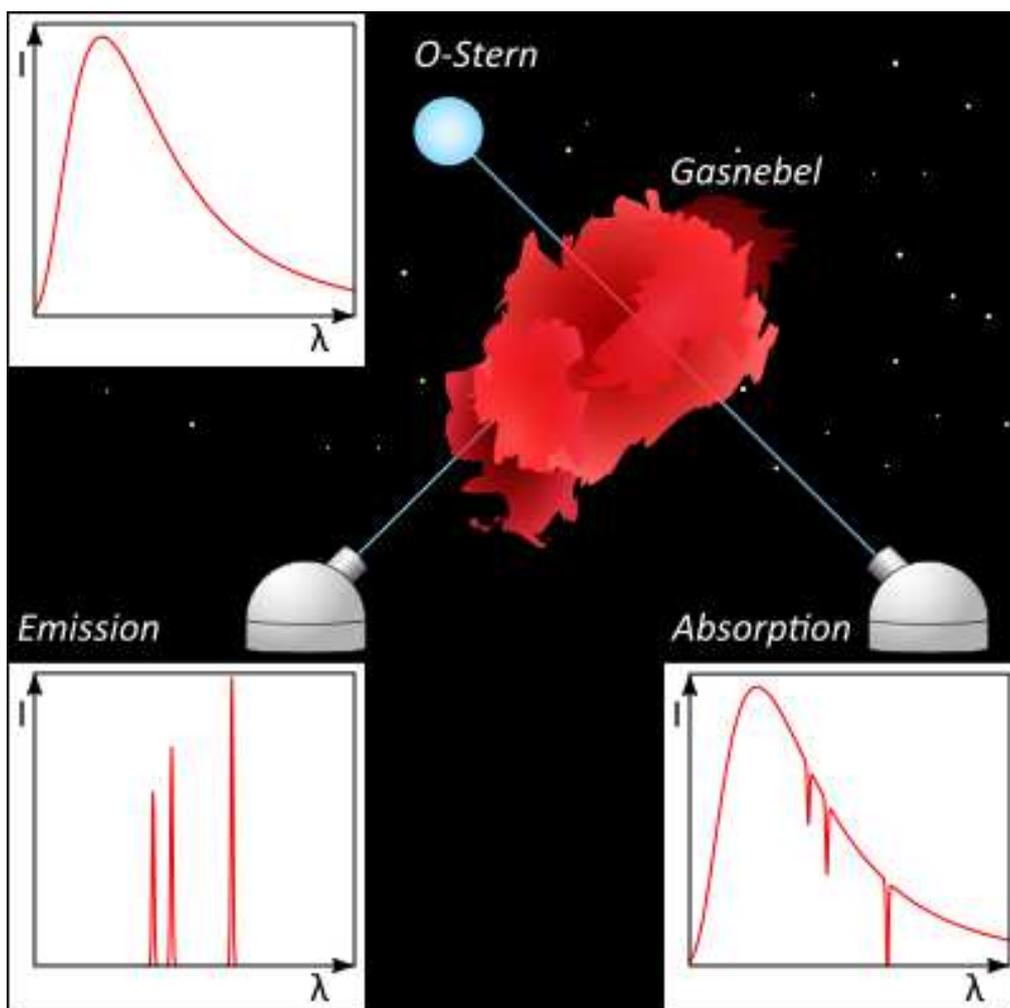


Bild 6: Absorptions- und Emissionsnebel / Quelle: <https://lp.uni-goettingen.de>

3 Interstellarer Staub

Der Interstellare Staub besteht aus Staubteilchen, welche einen mittleren Durchmesser von etwa 0,3 μm haben. Die Hauptbestandteile des Interstellaren Staubes sind Silikate, Graphit und Eis. Unter den Silikaten, welche für die Planetenentstehung eine wichtige Rolle spielen, befinden sich hauptsächlich Olivine und Pyroxene. Interstellare Staubwolken haben niedrige Temperaturen von unter 100 K und bilden mit den Molekülwolken einen wichtigen Mechanismus zur Sternbildung. Die Beobachtung von Interstellaren Staubwolken ist relativ schwierig. Ihre Konzentration ist in den meisten Fällen gering und es sind keine Spektrallinien zu sehen. Der Nachweis von Interstellarem Staub ist nur möglich über:

- Extinktion
- Verfärbung
- Polarisierung
- Reflexion des Sternlichtes

Nachfolgend wird ausführlicher auf die einzelnen Nachweismöglichkeiten eingegangen.

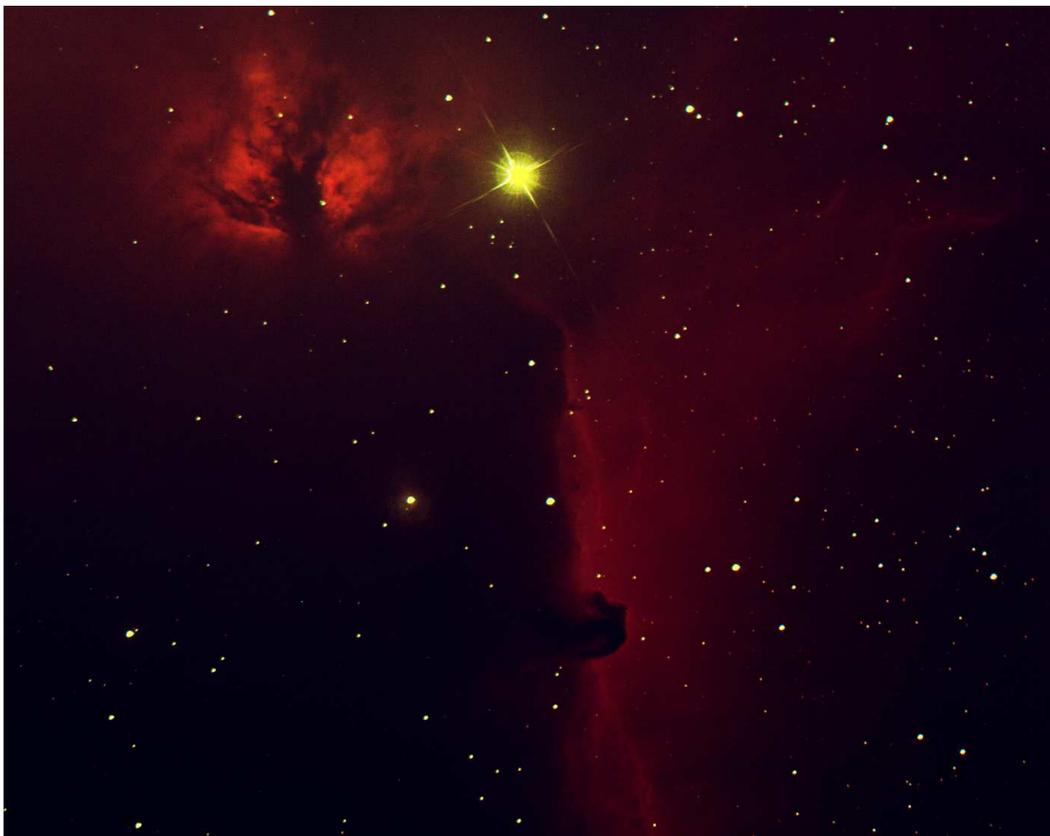


Bild 7: Der Pferdekopfnebel im Orion (Interstellarer Staub) / Foto: Ralf Schmidt

3.1 Extinktion

Die Extinktion ist die Abschwächung einer Strahlung beim Durchgang durch ein Medium. Die Strahlung wird dann in Abhängigkeit von den Eigenschaften des Mediums und von der durchstrahlten Schicht charakteristisch abgeschwächt. Sowohl interstellare Dunkelwolken als auch Interstellarer Staub bewirken eine Extinktion.

Die Extinktion der Galaxis (Milchstraße) kann durch die Zählung von außergalaktischen Systemen bestimmt werden. Zur genauen Bestimmung werden galaktische Koordinaten (→ Abhandlung: „Astronomische Koordinaten und Orientierung am Sternenhimmel“) benötigt. Der galaktische Äquator des Koordinatensystems wird durch die Ebene der Milchstraße definiert. Innerhalb von $\pm 10^\circ$ galaktischer Breite können nur wenige extragalaktische Systeme beobachtet werden, da hier die Konzentration von Interstellarem Staub relativ hoch und damit die Extinktion entsprechend groß ist. Interstellarer Staub ist stark zu Ebene der Galaxis konzentriert. A_V ist der Extinktionsbeitrag im Visuellen, m_V die scheinbare Helligkeit im Visuellen und M_V die absolute Helligkeit im Visuellen. Die Entfernung r wird in Kiloparsec (kpc) angegeben. Es gilt folgende Beziehung zwischen diesen Größen:

$$m_V - M_V = A_V + 5^m \log(r) - 5^m \quad (10)$$

Durch empirische Beobachtung finden sich folgende Extinktionsbeiträge A_V :

- $A_V = 1 \dots 2^m / \text{kpc}$ im Falle von Dunkelwolken
- $A_V = 0,3^m / \text{kpc}$ im Mittel in der Ebene der Galaxis

Die Leuchtkraft eines Objektes in einer Entfernung von zehn Kiloparsec, was einer Entfernung von 32.600 Lichtjahren entspricht, wird zu etwa zehn Größenklassen abgeschwächt. Die Streuung und damit auch die Extinktion ist abhängig von der Wellenlänge λ bzw. der Frequenz f der Strahlung. Kurzwelliges Licht wird stärker abgeschwächt als langwelliges Licht. D.h. dass blaues Licht stärker abgeschwächt wird als rotes Licht. Das Licht einer Quelle wird beim Durchlaufen einer Schicht aus Interstellarem Staub immer röter, es wird in diesem Fall von einer interstellaren Verfärbung gesprochen. Der Grad der Verfärbung wird als Farbexzess definiert:

$$E(\lambda_1, \lambda_2) = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) - (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2})_0 \quad (11)$$

Hierbei beschreibt der Term m_λ die beobachtete scheinbare Helligkeit mit Extinktion und der Term m_{λ_0} die scheinbare Helligkeit ohne Extinktion. Auf der rechten Seite der Gleichung wird die Differenz zwischen der beobachteten Farbe und der Eigenfarbe des Objektes gebildet. In der Regel handelt es sich um Sterne. Deren Eigenfarbe ergibt sich aus dem Vergleich mit Sternen desselben Spektraltyps. Auch im Falle von ganzen Galaxien können entsprechende Abschätzungen durchgeführt werden.

Die Extinktion kann auch durch Sternzählungen bestimmt werden. In diesem Fall kann das zu untersuchende Feld mit einem Referenzfeld verglichen werden. So wird z.B. in einem sogenannten Wolf-Diagramm die Anzahl der Sterne bei einer scheinbaren Helligkeit eingetragen. Die Sterne werden pro Quadratgrad im Helligkeitsintervall $[m - 1/2, m + 1/2]$ im Gebiet einer Dunkelwolke und eines Referenzfeldes gezählt. Wenn alle Sterne dieselbe absolute Helligkeit hätten, so würde eine im Entfernungsbereich r_1, r_2 liegende Dunkelwolke den Helligkeitsanstieg reduzieren. In diesem Fall würde eine Extinktion die Helligkeit um den Betrag Δm reduzieren und damit würden sich die Sternzahlen $N(m)$ in dem betroffenen Bereich merklich reduzieren. Auf diese Weise kann die Entfernung einer Dunkelwolke grob angegeben werden, wobei viele Dunkelwolken nicht mehr als 100 kpc entfernt sind.

Die interstellare Absorption ist wellenlängenabhängig. Kurzwellige elektromagnetische Strahlung wird stärker absorbiert als langwellige. So ist die Absorption im infraroten Bereich und im Radiobereich sehr gering. Hingegen nimmt sie im optischen und im ultravioletten Bereich stark zu.

Bei einer Wellenlänge von $\lambda = 220 \text{ nm}$, was im UV-Bereich liegt, kommt es zu einem breiten Maximum der Absorption. Ursache hierfür sind vorwiegend Graphitteilchen.

3.2 Streuung

Interstellare Extinktion entsteht in erster Linie durch Streuung und nicht durch Absorption. Entscheidend für die Theorie der Streuung ist das Verhältnis der Wellenlänge λ der elektromagnetischen Strahlung zum Teilchendurchmesser d der Interstellaren Materie:

- **$d/\lambda \rightarrow 0$:** In diesem Fall ist der Durchmesser der Teilchen sehr viel kleiner als die Wellenlänge ($d \ll \lambda$) und es kommt zur sogenannten Rayleigh-Streuung, welche proportional zu λ^{-4} ist.
- **$d/\lambda \gg 1$:** In diesem Fall ist die Streuung unabhängig von der Wellenlänge.
- **$d/\lambda \approx 1$:** In diesem Fall handelt es sich um interstellare Staubkörner, welche eine Größe von einigen 100 nm haben. Die Streuung ist in diesem Fall proportional zu λ^{-1} .

Aus der Extinktionskurve kann die chemische Zusammensetzung des Interstellaren Staubes ermittelt werden. Dabei finden sich Graphitteilchen und Silikate. Für eine typische interstellare Gaswolke gilt: $d/\lambda \approx 1$, Dichte ein Teilchen pro 100 m^3 , Durchmesser etwa 10 μm und Temperatur etwa 100 K. Der Interstellare Staub kommt aus den abströmenden Sternhüllen, Kondensationen, Rußflocken, etc.

3.3 Polarisation

Elektromagnetische Strahlung bzw. Licht kommt in verschiedenen Schwingungsebenen vor. Wenn jedoch bestimmte Schwingungsebenen bevorzugt auftreten, dann wird von Polarisation gesprochen. Bereits im Jahre 1949 wurde ein Zusammenhang zwischen dem Polarisationsgrad und der interstellaren Verfärbung sowie der interstellaren Extinktion gefunden. Elektromagnetische Strahlung hat sowohl einen elektrischen als auch einen magnetischen Feldvektor. Beide stehen senkrecht aufeinander bzw. in einem Winkel von 90° zueinander. Für die Betrachtung der Schwingungsebene reicht es daher aus, einen dieser Feldvektoren als Bezugsgröße zu nehmen. So schwankt zum Beispiel der elektrische Feldvektor vorzugsweise parallel zur galaktischen Ebene.

Der Polarisationsgrad P lässt sich aus der Intensität des parallel zur Polarisationssebene schwingenden Lichtes I_p und der Intensität des senkrecht zur Polarisationssebene schwingenden Lichtes I_s berechnen:

$$P = \frac{I_p - I_s}{I_p + I_s} \quad (12)$$

Die Polarisation kann auch in Größenklassen angegeben werden:

$$\Delta m_p = 2,5 \log(I_p / I_s) \quad (13)$$

Des Weiteren wurde eine Korrelation des Polarisationsgrades P mit dem Farbezess $E(\lambda_1, \lambda_2)$ gefunden:

$$\Delta m_p \approx 2,17P \quad \text{und} \quad \Delta m_p \approx 0,19E(B, V) \quad (14)$$

Die Polarisation findet ihre Erklärung in der Struktur der streuenden Teilchen. Sie sind länglich und ihre Achsen weisen eine statistische Vorzugsrichtung im Raum auf. Bei einem festen Wert für die Wellenlänge λ ist das Verhältnis d/λ größer für parallel zur großen Achse schwingendes Licht als für senkrecht dazu schwingendes Licht. Für die beiden Schwingungsebenen des Lichts gibt es unterschiedliche Extinktionen. Die Ausrichtung der Teilchen der Interstellaren Materie wird durch das galaktische Magnetfeld bewirkt. In diesem ordnen sich paramagnetische oder diamagnetische Staubteilchen mit der Achse ihres kleinsten Trägheitsmomentes im Mittel vorzugsweise parallel an. Die interstellare Polarisation kann durch Messungen von Sternen in unterschiedlichen galaktischen Breiten und Längen bestimmt werden.

In der Umgebung von kühlen Sternen erscheinen die Staubwolken als Reflexionsnebel. Sie emittieren hierbei kein eigenes Licht, sondern streuen lediglich das Licht des Sternes. Im Ergebnis reflektieren sie das Sternenlicht, daher ihre Bezeichnung als Reflexionsnebel. Die Spektren der Reflexionsnebel ähneln daher dem Spektrum des anstrahlenden Sternes, wobei auch in diesem Fall das blaue Licht stärker als das rote gestreut wird. Die Reflexionsnebel haben Ausdehnungen von etwa einem Parsec (3,26 Lichtjahre) und die anstrahlenden Sterne sind meistens vom Spektraltyp B. Durch die Strahlung des Sternes wurde eine Hülle weggeblasen. Interstellarer Staub ist eine wichtige Komponente bei der Sternentstehung. Damit eine Wolke aus kaltem Wasserstoff zu einem Stern kollabieren kann, muss die Temperatur auf etwa 10 K heruntergekühlt werden. Hierfür gibt es verschiedene Kühlmechanismen. Durch Interstellaren Staub wird ebenfalls thermische Energie in elektromagnetischer Strahlung umgewandelt. Diese Strahlung kann die Wolke verlassen, so dass sich diese abkühlt. Ein Beispiel für einen Reflexionsnebel ist der Plejadennebel.



Bild 8: Die Plejaden mit dem Plejadennebel (Reflexionsnebel) / Foto: Ralf Schmidt

4 Schlusswort

Diese Abhandlung über „Interstellare Materie“ stellt eine Literaturrecherche dar. Die hierfür verwendete Literatur ist im Literaturverzeichnis angegeben und eignet sich auch für die weitere Vertiefung der Thematik

In den 1930er Jahren gelang der Nachweis von weit verbreiteter Materie im Raum zwischen den Sternen, dem sogenannten interstellaren Raum. Die Interstellare Materie kommt in verschiedenen Formen vor. Sie besteht zu fast 100 Prozent aus neutralem und ionisiertem Gas, etwa 90 Prozent Wasserstoff und 10 Prozent Helium. Elemente schwerer als Helium, in der Astrophysik zusammenfassend als Metalle bezeichnet, kommen nur in Spuren vor. Etwa ein Prozent der Interstellaren Materie liegt in Form von Molekülen und Staub vor. Erscheinungsformen der Interstellaren Materie sind vor allem Molekülwolken, Staub, Reflexionsnebel, H-I-Gebiete (atomarer neutraler Wasserstoff), Absorptions- und Emissionsnebel und H-II-Gebiete (ionisierter Wasserstoff). Zusammen mit der im interstellaren Raum vorhandenen elektromagnetischen Strahlung und Magnetfeldern bildet die Interstellare Materie das Interstellare Medium. Der Interstellaren Materie entsprechend gibt es innerhalb von Planetensystemen sogenannte Interplanetare Materie und zwischen den Galaxien die sogenannte Intergalaktische Materie.

Interstellare Materie ist als Teil des kosmischen Materiekreislaufes von großer Bedeutung für die Entwicklung von Einzelobjekten im Universum. Aus Interstellarer Materie entstehen Sterne, Planeten und Leben. Am Ende der Sternentwicklung wird Materie wieder an das Interstellare Medium zurückgegeben. Aus diesem Grunde ist die Erforschung der Interstellaren Materie ein wichtiger Forschungszweig der Astrophysik.

Diese Abhandlung wäre ohne die Mitwirkung von Freunden und Kollegen nicht möglich gewesen. So möchte ich insbesondere Ralf Schmidt für die Zurverfügungstellung von wunderschönen und professionell erstellten Bildern danken. Ein besonderer Dank gilt auch demjenigen, der diese Abhandlung Korrektur gelesen hat. Doch auch meinen treuen Leserinnen und Lesern möchte ich sehr danken.

5 Literatur-, Quellen- und Bilderverzeichnis

Folgende Literatur fand bei der Erstellung dieser Abhandlung Verwendung und kann zur Vertiefung der Thematik empfohlen werden:

- 1) Arnold Hanslmeier; Einführung in die Astronomie und Astrophysik; 2013.
- 2) Helmut Scheffler; Interstellare Materie; 1988.
- 3) <https://lp.uni-goettingen.de/get/text/7283> (abgerufen im Dezember 2017)

Bilderverzeichnis:

Titelbild: Ralf Schmidt

Bild 1: <https://lp.uni-goettingen.de/get/text/7283>

Bild 2: www.wikipedia.org

Bild 3: <http://www.fornoff.homepage.t-online.de>

Bild 4: www.wikipedia.org

Bild 5: Ralf Schmidt

Bild 6: <https://lp.uni-goettingen.de/get/text/7283>

Bild 7: Ralf Schmidt

Bild 7: <http://www.starobserver.org/>

Bild 8: Ralf Schmidt