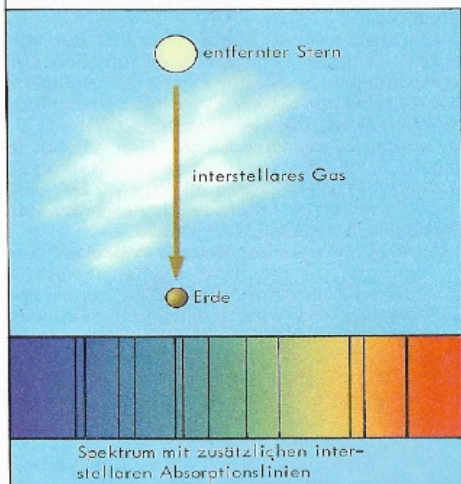
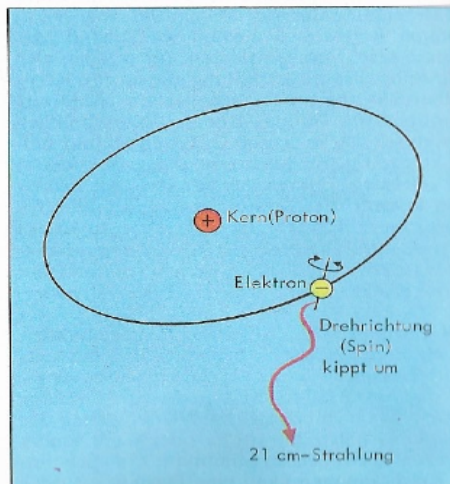


A Die wichtigsten Formen der interstellaren Materie



B Die Entstehung interstellarer Absorptionslinien



C Die Entstehung der 21 cm-Strahlung des interstellaren, neutralen Wasserstoffs

Bereits eine Beobachtung mit bloßem Auge zeigt uns in einigen Gebieten des Himmels, besonders im Verlauf der Milchstraße, ausgesprochene Sternleeren. Mit Fernrohren können an anderen Stellen helle Nebel beobachtet werden, die man in früherer Zeit für Sternansammlungen hielt. Dieser Standpunkt sollte sich bei vielen derartigen »Nebelflecken« zwar bestätigen, ein großer Teil der Nebel stellte sich aber später mit anderen Methoden tatsächlich als aus Gasen und Staubteilchen bestehende Objekte heraus. Auch die erwähnten »Dunkelnebel« entpuppten sich als nichtleuchtende Wolken aus Staub und Gas, die den Blick in die dahinter gelegenen Teile des Weltalls versperrten und daher eine »Sternleere« vortäuschen.

Die zwischen den Sternen befindliche Materie bezeichnet man als interstellare Materie. Im einzelnen kann sie in folgende Gruppen aufgliedert werden:

1. Die interstellare Materie im engeren Sinne des Wortes als eine feine gas- und staubförmige Schicht zwischen den Sternen. Ihre Dichte ist so gering, daß sie sich einer direkten optischen Beobachtung, etwa auf Photographien von Sternfeldern, entzieht.
2. Dunkelwolken. Dichtere Ansammlungen meist aus Staub, die zu einer merklichen Absorption des Sternlichtes und damit zu scheinbaren »Sternleeren« führen. $H II \sim 10^{20} \text{ g/cm}^3$
3. Diffuse Nebel. Helle Nebel, die stets in der Umgebung heller Sterne oder Sterngruppen zu finden sind. Dabei kann es sich handeln um
 - a) Emissionsnebel, die aus selbstleuchtenden Gasen bestehen. Die Anregungsenergie wird von den Nachbarsternen geliefert.
 - b) Reflexionsnebel, die aus Staubwolken bestehen und das Licht der Nachbarsterne zurückwerfen. In der Praxis treten a) und b) meist gemischt auf.

4. Planetarische Nebel. Meist schalenförmig aufgebaute, expandierende Gaswolken. Die Anregungsenergie wird wie bei den Emissionsnebeln von einem Zentralstern bezogen. Die Erfassung der interstellaren Materie auf optischem Wege war abgesehen von den diffusen Nebeln, Dunkelnebeln usw. erst im Jahre 1904 durch die Entdeckung von J. HARTMANN möglich: er fand im Spektrum des Sterns δ Orionis Absorptionslinien, die nicht die periodischen Verschiebungen dieses spektroskopischen Doppelsterns mitmachten, sondern stets an derselben Wellenlänge verharrten. Es handelte sich zunächst um Linien des ionisierten Calciums (»ruhende Calciumlinien«).

Sie konnten keiner Gaswolke zugeschrieben werden, die mit δ Orionis verbunden war. Vielmehr entstammten sie dem interstellaren Medium zwischen den Sternen und dem Beobachter. Die Intensität der interstellaren Linien gibt auch bei bekannter Entfernung des Sterns Auskunft über die Dichte des interstellaren Gases. Umgekehrt liefern die Linien bei bekannter interstellarer Gasdichte einen Anhaltspunkt über die Entfernung.

Wegen der unterschiedlichen Anregungsbedingungen geben aber die interstellaren Absorptionslinien keine vollständige Übersicht über die chemische Zusammensetzung des interstellaren Gases.

Spektroskopisch nachgewiesen sind im sichtbaren Teil des Spektrums neben Calcium auch Natrium, Kalium, Eisen, Titan, Lithium, sowie die Moleküle Cyan (CN), Kohlenwasserstoff (CH) in der neutralen und ionisierten Form. Der so wichtige Wasserstoff zeigt sich nicht im sichtbaren Gebiet, da hier vor allem die im Ultraviolett liegenden LYMAN-Linien zu erwarten sind.

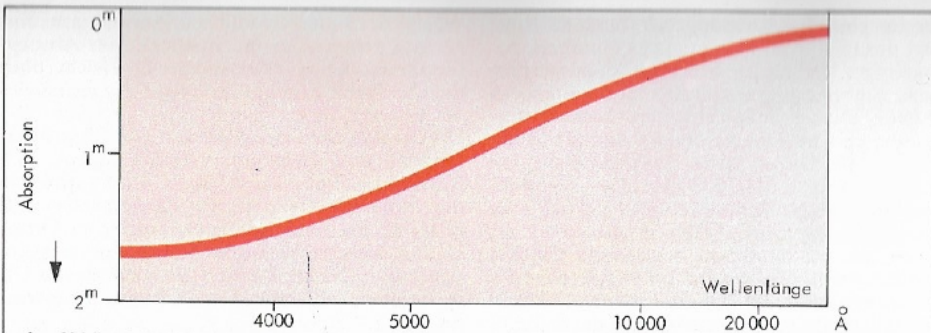
Daher war es ein großer Fortschritt, als man in den letzten Jahren mit Raketen und Satelliten auch in diese Spektralgebiete vorstoßen konnte. So wurden im UV-Spektrum mehrerer Sterne tatsächlich die interstellaren Absorptionslinien von Wasserstoff, Sauerstoff, Kohlenstoff, Stickstoff, Silicium, Magnesium und Aluminium gefunden. Messungen der LYMAN- α -Linie bei 1216 Å an dem Stern ζ Orionis ergaben längs der Wegstrecke zwischen Erde und diesem Stern $1,1 \cdot 10^{20}$ neutrale Wasserstoffatome in einem Zylinder von 1 cm² Querschnitt, bei dem benachbarten Stern θ Orionis, der im Zentrum des Orionnebels steht, $5 \cdot 10^{20}$.

Im Infraroten und im Radiowellengebiet, vor allem bei den Zentimeter- und Dezimeterwellen, können interstellare Emissionslinien festgestellt werden. Der neutrale Wasserstoff (HI-Gebiete) sendet bei einer Wellenlänge von 21,1 cm bzw. einer Frequenz von 1420 MHz.

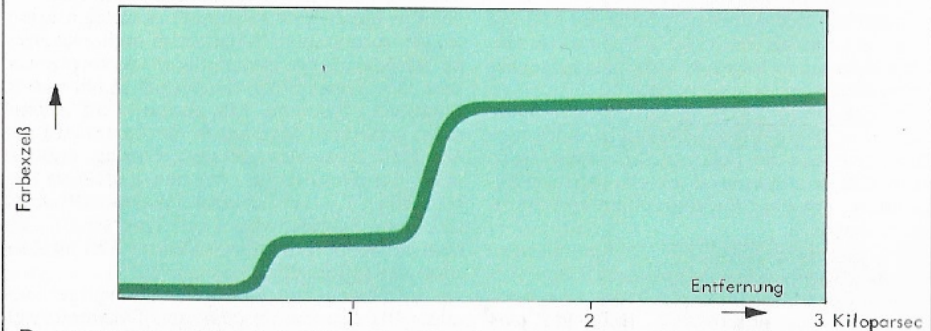
Die Entstehung dieser 21 cm-Strahlung ist auf folgenden Vorgang zurückzuführen: ein Wasserstoffatom besteht aus einem Proton als Kern und einem um dieses kreisenden Elektron. Das Elektron rotiert auch um seine Achse, es hat einen Drehimpuls (Spin). Aber im Gegensatz etwa zu den Verhältnissen im Planetensystem kann der Spin zwei Einstellungen aufweisen, zwischen denen ein Elektron gelegentlich hin und her springt. Grob ausgedrückt: der Drehimpuls des Elektrons kann sich spontan umkehren. Bei diesem Übergang wird ein kleiner Energiebetrag frei, der mit einer Strahlung von 21 cm Wellenlänge identisch ist.

Zwar ist die Wahrscheinlichkeit für den Übergang zwischen den beiden Energieniveaus für ein bestimmtes Wasserstoffatom extrem gering: nur alle 11 Millionen Jahre sollte der Übergang im Mittel erfolgen. Wegen der Vielzahl von Wasserstoffatomen im interstellaren Raum erfolgen aber zu jeder Zeit viele Übergänge, so daß die 21 cm-Strahlung nach ihrer theoretischen Voraussage durch VAN DE HULST (1945) tatsächlich 6 Jahre später in den USA, Holland und Australien entdeckt wurde.

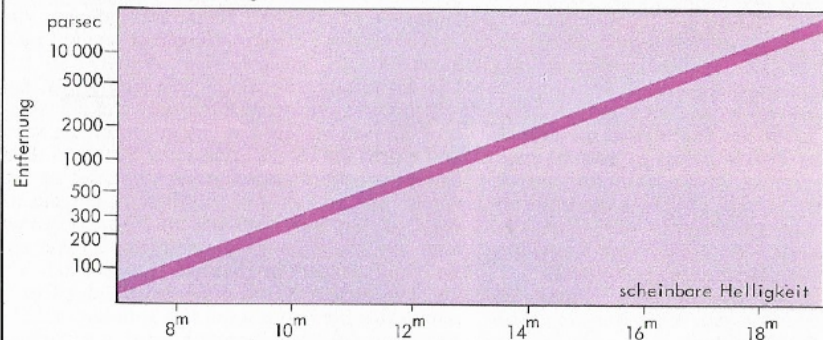
Im Radiowellenbereich wurden neuerdings auch Moleküle entdeckt, z. B. Hydroxyl (OH), Wasserdampf (H₂O), Cyan (CN), Cyanwasserstoff (HCN), Formaldehyd (HCHO), Kohlenmonoxid (CO) und Ammoniak (NH₃), Cyan-



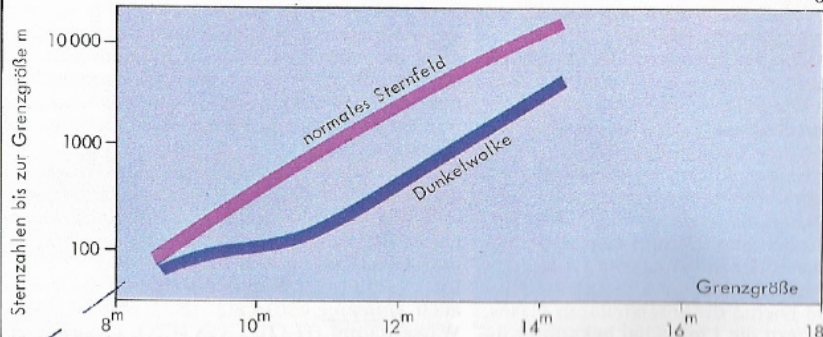
A Abhängigkeit der interstellaren Absorption von der Wellenlänge: sie ist bei kurzen Wellenlängen größer, so daß eine rötliche Verfärbung eintritt



B Sprunghaft ansteigende Verfärbung der Sterne (Farbexzeß) durch interstellare Staubwolken bei größerer Entfernung



C Sterne bestimmter scheinbarer Helligkeit stehen im Mittel in einer bestimmten Entfernung



D Sternzählungen im Gebiet einer Dunkelwolke

acetylen, Methylalkohol und Ameisensäure. Es wurde auch schon Cyantetraacetylen, ein 11atomiges Molekül, gefunden (HC_4N). Das Vorkommen dieser Moleküle ist für die grundsätzliche Diskussion der Entwicklung organischen Lebens im Kosmos nicht unwichtig.

Die Temperatur der HI-Gebiete liegt im allgemeinen bei 100 K, gelegentlich aber bei 20 K. Daneben gibt es aber auch heißere Gebiete von einigen tausend K.

Während sich die Existenz des interstellaren Gases durch einzelne Linien und Banden im Spektrum vom fernen UV über den sichtbaren Bereich bis zum Radiowellengebiet zeigt, macht sich der interstellare Staub durch eine kontinuierliche Absorption des Sternlichts bemerkbar. Im Mittel beträgt diese Absorption eine Größenklasse (1^m) auf eine Strecke von 1000 parsec, doch sind beträchtliche Abweichungen von diesem Mittelwert möglich. Ferner kommt eine rötliche Verfärbung des Sternlichts zustande. Bestimmt man z.B. für einen weit entfernten Stern eines bestimmten Spektraltypus seinen Farbenindex (s. S. 31), so kann eine Abweichung vom Normalwert auftreten. Die Differenz zwischen dem tatsächlich gemessenen Farbindex und dem Farbindex, der bei der Spektralklasse des betreffenden Sterns zu erwarten wäre, nennt man Farbexzeß.

Außerdem zeigt Sternlicht, das durch interstellare Staubschichten hindurchtritt, eine Polarisation. Bestimmte Schwingungsrichtungen des Lichts werden ausgefiltert. Die Ursache ist in einem interstellaren Magnetfeld zu erblicken, das die meist länglich geformten Staubeilchen in einer Vorzugsrichtung anordnet. Offenbar verlaufen die magnetischen Feldlinien parallel zu den Spiralarmen unseres Milchstraßensystems. Die Stärke des Magnetfeldes beträgt 10^{-9} bis 10^{-10} Tesla.

Die chemische Zusammensetzung der interstellaren Materie ähnelt der der Sterne: Wasserstoff steht an der Spitze, es folgt Helium, und der Rest entfällt auf schwerere Elemente. Die Gesamtmasse der interstellaren Materie entfällt zu 99% auf den gasförmigen Anteil und zu nur 1% auf Staub. Die Staubkörner selbst, die vor allem schwerere Elemente enthalten, haben im Mittel einen Durchmesser von 0,001 bis 0,0001 mm und eine Masse von etwa 10^{-13} g. Ihre Temperatur liegt bei 25 K. Die Dichte des interstellaren Gases dürfte etwa $1,3 \cdot 10^{-24}$ g/cm³ betragen, d.h. 0,8 Atome pro cm³. Oder anders ausgedrückt: ein Würfel von 1 parsec Kantenlänge würde eine Masse von 0,02 Sonnenmassen enthalten. Die Staubbichte beläuft sich sogar auf nur $1,3 \cdot 10^{-26}$ g/cm³ oder etwa 20 Körner auf einen Würfel von 100 m Kantenlänge.

Die als schwarze Flecke erkennbaren Dunkelwolken haben eine höhere Dichte und Absorption. Beim »Kohlensack« im Sternbild Südliches Kreuz beträgt die Staubbichte etwa $3 \cdot 10^{-24}$ g/cm³, sie ist also um mehr als einen Faktor 100 größer als in der übrigen interstella-

ren Materie. Diese Dunkelwolke ist beispielsweise 120 parsec entfernt und enthält etwa 14 Sonnenmassen an festen Teilchen. Trotz ihres Durchmessers von nur 10–15 parsec absorbiert sie das Licht der hinter ihr stehenden Sterne um $1^{m,5}$.

Die Entfernung der Dunkelwolken kann nach einem relativ einfachen statistischen Verfahren ermittelt werden: man geht zunächst davon aus, daß im Mittel die Sterne bestimmter scheinbarer Helligkeit eine bestimmte Entfernung haben. Für einigermaßen große Sternzahlen trifft dieser statistische Befund zu, unbeschadet der Tatsache, daß die Abstände individueller Sterne wegen ihrer unterschiedlichen absoluten Helligkeit (s. S. 149) von diesen Durchschnittswerten erheblich abweichen. Auf S. 170 C findet man daher in einem Sternfeld, das einer Dunkelwolke benachbart ist, für eine Helligkeit von $11^{m,5}$ eine mittlere Entfernung von etwa 500 parsec und für 18^m rund 10000 parsec. Liegt nun z.B. zwischen einem Abstand von 300 und 500 parsec eine Dunkelwolke, die eine Gesamtabsorption von 3 Größenklassen bedingt, so werden alle Sterne jenseits 500 parsec um 3^m abgeschwächt sein müssen.

Da man andererseits mit abnehmender scheinbarer Helligkeit in immer größere Räume vorstößt, nimmt auch die Sternzahl bis zu bestimmten Größenklassen laufend zu. Im ungestörten Feld außerhalb absorbierender Dunkelwolken ergibt sich wieder eine ganz bestimmte Beziehung. Innerhalb einer Dunkelwolke ist der Kurvenverlauf aber gestört. Die Kurve zeigt einen Knick. Von einer bestimmten Helligkeit an abwärts nimmt die Sternzahl nicht mehr so rasch zu, sodaß sie bei einer noch geringeren Helligkeit wieder in gleicher Weise ansteigt. Die Kurve für die Dunkelwolke bleibt aber weiterhin deutlich unterhalb der Kurve für das ungestörte Sternfeld. Liegt nun z.B. der Knick der Kurve zwischen der 9. und 11. Größenklasse, dann muß die Dunkelwolke in der Entfernung liegen, die dem mittleren Abstand der Sterne 9^m bis 11^m entspricht, also zwischen 200 und 400 parsec (S. 170 D).

Es kommt auch vor, daß die Kurve der Sternzahlen zwei oder mehrere Knicke aufweist. Dann liegen zwei oder mehrere Dunkelwolken hintereinander und auch deren Entfernung kann durch die Lage der weiteren Knicke im Diagramm ermittelt werden. Auch der Farbexzeß zeigt für Sterne bestimmter scheinbarer Helligkeit bzw. Entfernung eine sprunghafte Zunahme.

Die diffusen Nebel sind bereits für Beobachtungen mit kleinen Fernrohren beliebte Objekte. Staubwolken werfen das Licht der Nachbarsterne zurück und zeigen ein kontinuierliches Spektrum, das diesen Sternen entspricht. Am bekanntesten ist der Reflexionsnebel, in den die Plejaden eingebettet sind.

In den Gasnebeln (Emissionsnebel) ist wie auch im übrigen Weltall der Wasserstoff der vorherrschende Bestandteil. Die energiereiche Ultra-

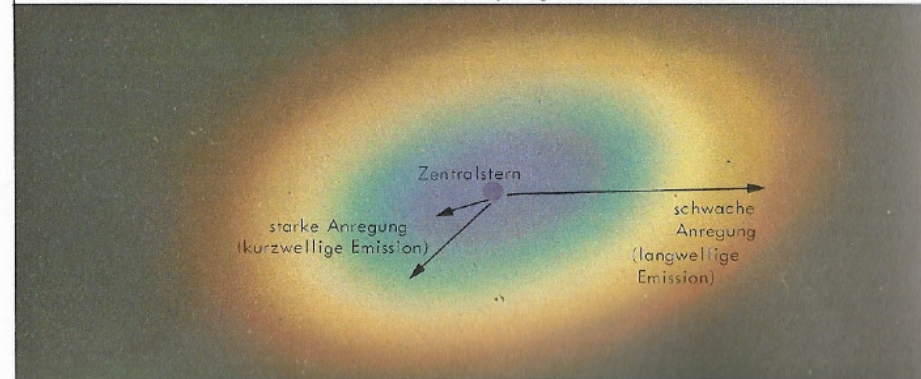
DW - Entfernung $1 = 2^{10} / \text{dpc}$ (Kleinräumigkeit)
 gal. Stern 10^5 / dpc

$\sim 3 / \text{mag}$

2.7
 UV-
 messg.



A Der Orionnebel als Beispiel eines diffusen Nebels: Emission und Reflexion treten gemeinsam auf (nach einer Farbaufnahme des U.S. Naval Observatory, Flagstaff, Arizona)



B Die Anregungsbedingungen in der Gasschale eines planetarischen Nebels (Beispiel: Ringnebel in der Leier)

violettblaustrahlung der benachbarten Sterne mit Wellenlängen unter 912 Å führt zu einer Ionisation des Wasserstoffs. Eine so kurzwellige energiereiche Strahlung senden nur die Sterne der frühen Spektraltypen O, B und A aus.

Natürlich kann die Strahlung dieser Sterne die Wasserstoffatome nur bis zu einer bestimmten Entfernung ionisieren. Jenseits dieser kritischen Grenze reicht die Energiedichte zu einer vollständigen Ionisation nicht mehr aus. Jeder Stern frühen Spektraltyps hat daher eine Hülle ionisierten Wasserstoffs um sich herum (H II-Gebiet), die in die Umgebung neutralen Wasserstoffs (H I-Gebiet) übergeht. Bei einem Stern vom Spektraltyp O5 hat das H II-Gebiet immerhin einen Radius von etwa 100 parsec, bei einem B0-Stern 20 parsec und bei einem A0-Stern nur noch 0,5 parsec.

Zwischen der scheinbaren photographischen Helligkeit der das Leuchten der Gasnebel anregenden Sterne und der größtmöglichen Entfernung, in der ein Leuchten noch erzielt wird, besteht eine interessante Beziehung: ist der angeregte Stern 12^m, so liegt der Nebelrand bei ungefähr knapp 1 Bogenminute, ein Stern 4^m reicht bis etwa 10'. Auch für die Reflexionsnebel gibt es eine entsprechende Beziehung, deren Verlauf ganz ähnlich wie bei den Emissionsnebeln ist.

Die Temperaturen in den H II-Gebieten betragen rund 10000 K. Die von ihren Wasserstoffkernen (Protonen) losgetrennten Elektronen vereinigen sich teilweise wieder mit diesen, wobei ein Rekombinationsleuchten entsteht. Dabei werden die Linien der BALMER-Serie (s. S. 32ff.) usw. ausgestrahlt. Der H II-Nebel leuchtet also und zeigt ein Emissionsspektrum. Neben Wasserstofflinien sind aber auch Linien anderer Elemente festzustellen. Im Orionnebel (M 42) wurden z. B. Linien von Helium, Sauerstoff, Silicium, Neon, Kohlenstoff, Eisen, Stickstoff, Nickel, Chlor, Schwefel, Argon usw. gefunden. Auch hier handelt es sich weitgehend um ein Rekombinationsleuchten. Daneben spielen auch Elektronenstöße und Fluoreszenzprozesse eine Rolle. Einige in den Emissionsnebeln gefundene Spektrallinien sind »verbotene Linien«, die nicht unter normalen Laborbedingungen experimentell erzeugt werden können, weil sie nur unter extremen physikalischen Bedingungen entstehen.

Die Emissionsnebel haben Durchmesser von 10 bis 100 parsec und eine Dichte von bis zu 10000 Atomen pro cm³. Die Gesamtmassen sind zum Teil beträchtlich. Der Orionnebel enthält etwa 700 Sonnenmassen, der Rosettennebel im Einhorn 9000 Sonnenmassen.

Der größte, bisher bekannte Nebel ist der 30 Doradus-Nebel in der Großen Magellanschen Wolke. Er ist 360 Lj groß.

Eine besondere Gruppe der hellen Nebel stellen die Planetarischen Nebel dar. Die etwas irreführende Bezeichnung ist auf den Umstand zurückzuführen, daß diese Objekte ein rundliches, scheibenförmiges Aussehen zeigen und

daher optisch den Planeten ähneln. Im übrigen haben sie mit den Planeten nichts zu tun.

Es handelt sich bei diesen Objekten um Gaschalen, die vermutlich mehrmals von einem alternden Stern abgestoßen werden, der sich auf dem Entwicklungsweg zu einem weißen Zwerg oder einem anderen kompakten Stern befindet. Die Sterne verlieren dabei einen beträchtlichen Teil ihrer Masse. Im allgemeinen haben Planetarische Nebel einen Durchmesser von 3 bis 6 Milliarden km. Es kommen aber auch wesentlich größere Objekte vor. Die Masse liegt bei etwa 1/5 Sonnenmasse. Das wohl bekannteste Beispiel ist der Ringnebel in der Leier (M 57). Die Expansionsgeschwindigkeiten der in unserer Galaxis rund 20000 Planetarischen Nebel liegen meist zwischen 10 und 50 km/s.

Einen besonderen Fall stellen Nebel nach Art des Crabnebels im Stier (M 1) dar, der als Überrest der Supernova vom Jahre 1054 gilt (s. S. 164f.). Hier beträgt die Expansionsgeschwindigkeit 1000 km/s. Deswegen werden diese Nebel heute nicht mehr zu den eigentlichen Planetarischen Nebeln gerechnet. Auch bei dem Ausbruch gewöhnlicher Novae hat man gelegentlich die Ausbreitung von Gaschalen beobachten können, besonders bei der Nova Herculis vom Jahre 1934.

Der Leuchtprozeß der Planetarischen Nebel ist ein besonders interessanter Vorgang: im Zentrum steht ein Stern vom Spektraltyp O, der über sehr hohe Oberflächentemperaturen verfügt (80000 – 100000 K) und einem Wolf-Rayet-Stern (s. S. 151) ähnelt. Die Zentralsterne liegen im Hertzsprung-Russell-Diagramm zwischen den blauweißen Überriesen vom Spektraltyp O und den weißen Zwergsternen. Die Vorgänger der Planetarischen Nebel sind weit entwickelte rote Riesensterne, deren atmosphärische Hüllen abgestoßen werden. Der Sternkern wird freigelegt und verwandelt sich in einen weißen Zwerg.

Im Spektrum der Planetarischen Nebel hat man mehrere Emissionslinien festgestellt. Es sind zum Teil »verbotene Linien«, die unter den extremen physikalischen Bedingungen entstehen, etwa bestimmte Linien des einfach und zweifach ionisierten Sauerstoffs sowie Linien des dreifach und fünffach ionisierten Neons, einfach und zweifach ionisierten Schwefels, einfach ionisierten Stickstoffs, dreifach und vierfach ionisierten Argons. Unter den normalen Linien herrschen Wasserstoff und Helium vor. In den inneren Teilen der Planetarischen Nebel ist der Energiezufluß von seiten des Zentralsterns noch sehr hoch, die Gase werden auch wieder zur Emission einer violetten, kurzwelligen Strahlung angeregt. Nach außen hin nimmt der Energiezufluß ab, von dem Nebel werden längerwellige Strahlungen ausgesandt, bis am äußeren noch sichtbaren Rand des Nebels nur noch rotes Licht emittiert wird. So entsteht von innen nach außen eine Farbenfolge, die einem Spektrum entspricht: Violett, Blau, Grün, Gelb, Orange, Rot.

Stirn

~10.000 m/s
Stirnwind
(Normalwind ~1000 km/s, da schneller expandiert)

anfängl. 5-10.000 km/s
(Kernwind)

H, He...
stärkste Linien
O, Ne