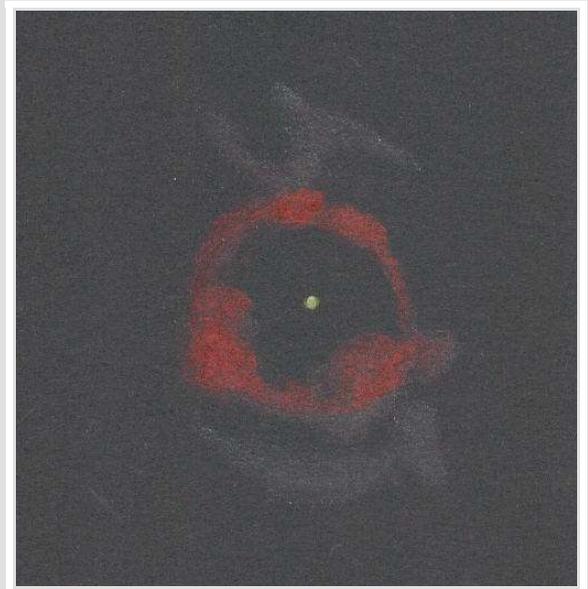
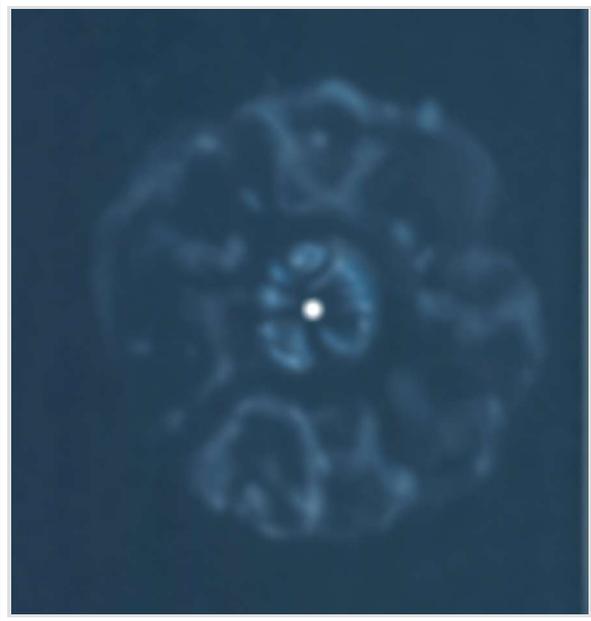
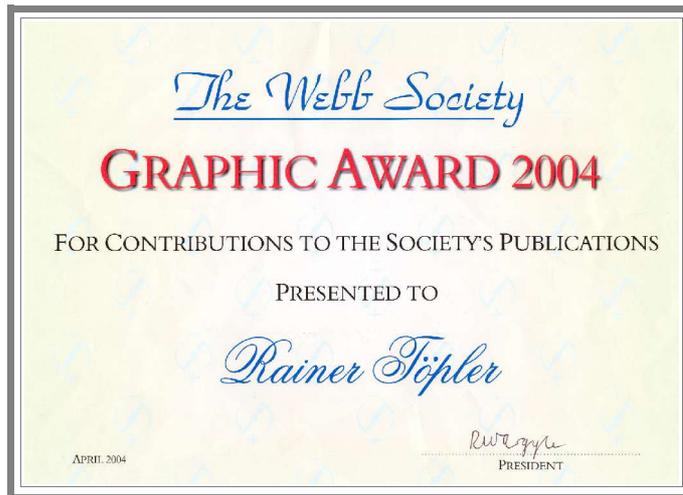


Planetarische Nebel verstehen und beobachten

...und eine kleine Einführung in die Sternentwicklung



Rainer Töpler



Die Zeichnungen von Süd Himmel PN in diesem Buch wurden mit dem Webb Society Graphic Award ausgezeichnet.

**Samuel Thomas von Soemmerring-Preis
2005/2006
für astronomische Arbeiten
Physikalischer Verein Frankfurt**

Verliehen für das gesamte Werk „Planetarische Nebel verstehen und beobachten und eine kleine Einführung in die Sternentwicklung“.

Titelabbildungen (im Uhrzeigersinn von oben):

1. NGC 2392, Eskimonebel, Newton 36cm
2. PK 64+5.1, Campbell's Hydrogen Star, Newton 112cm in Melle
3. NGC 7027, Newton 112cm in Melle

Planetarische Nebel verstehen und beobachten

... und eine kleine Einführung in die Sternentwicklung

Rainer Töpler

Für Alexander Meyer am Abastumanischen Observatorium/Georgien.

© 2006 Rainer Töpler, Zaisenweg 6, D-73614 Schorndorf

Der Text und alle Abbildungen stammen, wenn nicht anders vermerkt von Rainer Töpler. Für private Zwecke dürfen Inhalte dieses Buches vervielfältigt werden. Für alle übrigen Verwendungen ist das Einverständnis des Autors zur Vervielfältigung jeglicher Art, auch auszugsweise, erforderlich.

Es ist beabsichtigt, dieses Manuskript in Abständen zu aktualisieren.

2. öffentliche Version 06/06

Inhalt

Inhalt	4
Vorwort	6
Teil A Sternentwicklung verstehen	8
1. Sternentstehung	8
- Wie läuft die Sternentstehung physikalisch ab	9
- Der Protostern	10
2. Sterne auf der Hauptreihe	12
- Das Hertzsprung-Russel Diagramm (HRD)	12
- Was macht den Stern zum Stern	14
3. Der Weg zum Roten Riesenstern	16
- Sterne niedriger Masse	16
- Sterne mittlerer Masse	18
4. Spätphase der Sternentwicklung (AGB- Asymptotischer Riesenast)	20
- Verlauf	20
- Massenverlust	22
- Veränderlichkeit als Mirastern	23
5. Auf dem Weg zum Weißen Zwerg	24
- Szenario 1	24
- Szenario 2	25
- Szenario 3	26
- Der Weiße Zwerg	27
6. Massereiche Sterne	28
7. Anmerkung zu den Entwicklungsmodellen	29
Teil B Planetarische Nebel verstehen	30
1. Protoplanetarische Nebel	30
- Entdeckung von Protoplanetarischen Nebeln	31
2. Der Planetarische Nebel beginnt zu leuchten	33
- Wodurch leuchten Planetarische Nebel?	33
- Der Nebel wird ionisiert	34
- Das Leuchten entsteht	35
- Emissionslinien	36
- Anregungsklassen	37
- Beobachtbare Emissionslinien in PN	38
3. Wie entwickeln sich Planetarische Nebel?	41
- Klassifikation nach dem Erscheinungsbild	41
- Wie entsteht die Form eines Planetarischen Nebels	42
- Einflüsse auf die Formbildung	43
- Anfangsbild des PN	44
- Bildung von Schockfronten	46
- FLIER	48
- Kometenartige Knoten	49
- Halos	49
- Verschiedene Halostrukturen	49
- Das Ende Planetarischer Nebel	50
- Modell der Formbildung eines Planetarischen Nebels	52
- Moleküle in PN	53

- Staub um PN	53
4. Der Zentralstern	54
- Die Helligkeit des Zentralsternes	54
- Temperaturbestimmung des Zentralsternes	54
- Entwicklung	55
- Zeitlicher Ablauf	55
5. Entfernungen Planetarischer Nebel	57
- PN in anderen Galaxien	59
6. Ähnliche Objekte	60
- Wolf-Rayet-Sterne	60
- Symbiotische Sterne	60
Teil C	62
Planetarische Nebel beobachten	62
1. Beobachtungstechnik	62
- Welche Optiken sind geeignet?	62
- Grundregeln der Beobachtung	63
- Flächenschwache PN	64
- Indirektes Sehen	65
- Flächenhelle PN	66
- Winzige PN	67
2. Zeichentechnik	68
- Anfertigung einer Zeichnung	68
- Material und Ablauf einer Zeichnung	68
- Darstellungsweise	70
3. Filter	71
a) Linienfilter	71
- Verwendung zur besseren Wahrnehmung	71
- Beobachtung physikalischer Eigenschaften	72
b) Farbfilter	73
c). Polarisationsfilter	74
4. Daten und Referenzen	75
Literatur	77
Sachwortverzeichnis	79
Teil D	1
Katalog Planetarischer Nebel für visuelle Beobachter	1
Abkürzungen und Angaben	2
Planetarische Nebel im NGC Katalog	3
Planetarische Nebel im IC Katalog	63
Planetarische Nebel mit anderen Bezeichnungen	83

Vorwort

Jeder Amateurastronom kennt sie: Den Ringnebel in der Leier (Abb.1) und den Hantelnebel. Sie sind mit Abstand die am meisten beobachteten Planetarischen Nebel (PN), vielleicht sogar die meist beobachteten Himmelsobjekte außerhalb des Sonnensystems überhaupt. Wer sich tiefer in die Astronomie vorwagt, findet hunderte weiterer Planetarischer Nebel in verschiedensten Formen, Größen und Helligkeiten. Das ist bestimmt einer der Hauptgründe, weshalb diese Objekte bei uns Amateursternfreunden so beliebt sind.

Was allerdings bisher für uns Amateure fehlt, ist eine deutschsprachige Zusammenfassung des heutigen Forschungsstandes zum Thema PN. Mir persönlich hat dies sehr gefehlt und deswegen habe ich mich nicht zuletzt im eigenen Interesse daran gemacht, aus der Fachliteratur einen kompletten Überblick zum Thema zusammenzustellen. Nach Möglichkeit habe ich mich an Primärliteratur gehalten, gute professionelle Gesamtdarstellungen aber auch mit verwendet. Sehr erstaunt war ich, wie viele Unsicherheiten in der Fachwelt zu den Eigenschaften und der Entwicklung von PN bestehen, obwohl doch ein erstaunliches Wissen diesbezüglich zusammengetragen worden ist. Wenn ich hier also über Planetarische Nebel berichte, sollen Sie sich als Leser immer im klaren sein, dass über viele Punkte zumindest graduell in der Fachwelt Uneinigkeit herrscht und sich in 10 oder 20 Jahren die ganze Geschichte bestimmt etwas anders anhören wird, wenn die Forschung weiter im jetzigen Tempo fortschreitet. Durch neue Techniken der Bildgewinnung, insbesondere der CCD- Technik und natürlich durch das Weltraumteleskop Hubble und viele weitere moderne Methoden und Geräte ergibt sich trotz allem ein recht zusammenhängendes Bild von Planetarischen Nebeln mit vielen faszinierenden Einzelheiten.

Für etliche Sternfreunde steht die Himmelsbeobachtung mit eigenen Augen im Vordergrund. Dies ist kein Wunder, denn was gibt es Faszinierenderes, als das Universum mit eigenen Augen zu erkunden. Deswegen bespreche ich nach der Physik von PN ganz gezielt die Beobachtungsmöglichkeiten und Techniken für visuelle Beobachter. Ein Anhang mit Daten und Vergleichsbildern aller PN der NGC und IC Kataloge und einiger ausgewählter weiterer PN komplettiert diese Zusammenfassung.

Zum Verständnis des Geschriebenen sind astronomische und physikalisch-chemische Grundkenntnisse nötig. Dies war die Voraussetzung, um das heutige Wissen adäquat darzustellen. Trotzdem habe ich mich bemüht, möglichst gut verständlich zu schreiben. Mathematische Formeln wird man nicht finden. Wer sich danach sehnt, sei z.B. auf [30] verwiesen, eine vorzügliche professionelle Gesamtdarstellung.

Zum besseren Verständnis des Textes und damit der Leser wenig hin und her blättern muss, wiederholen sich manche Angaben im Text an wichtigen Stellen.

Mein besonderer Dank gilt Herrn Dr. Thomas Rauch vom Institut für Astronomie und Astrophysik an der Universität Tübingen für die fachliche Überprüfung des Textes und viele Verbesserungshinweise.

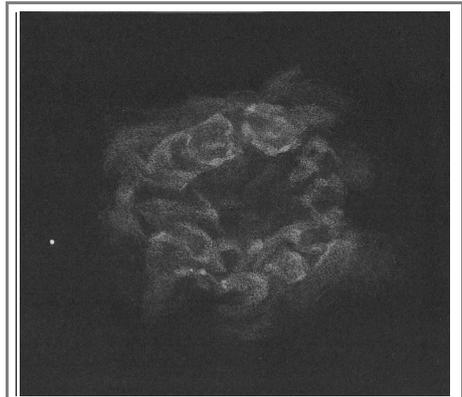


Abb.1

Der bekannte Ringnebel in der Leier, M57, hochaufgelöst beobachtet im 36cm Teleskop bei 550fach.

Ich hoffe, dass Sie viele Informationen und Anregungen aus dem Nachfolgenden gewinnen können.

Rainer Töpler im November 2005

Teil A Sternentwicklung verstehen

Um Planetarische Nebel als markanten Zeitraum und Entwicklungsschritt der Sternentwicklung zu verstehen, ist es unbedingt nötig, zuerst eine Vorstellung des Ablaufes eines Sternenlebens zu gewinnen. Deswegen soll hier, möglichst ohne physikalisch zu kompliziert zu werden aber doch in ausreichender Tiefe, eine kurze Einführung zu diesem Thema gegeben werden.

1. Sternentstehung

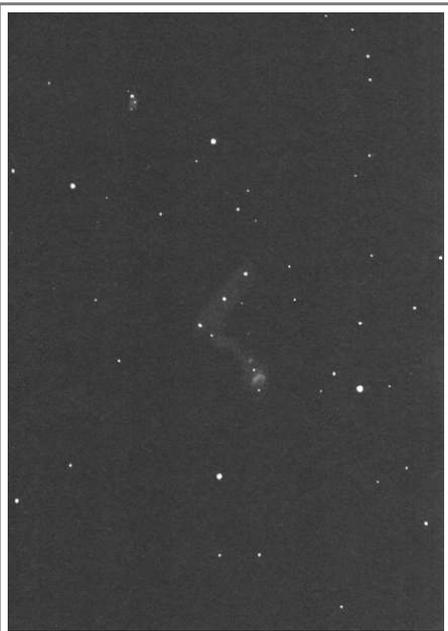


Abb.2

Im Sternbild Orion liegt ein bekanntes Sternentstehungsgebiet, der große Orionnebel M42. Zeichnung mit bloßem Auge.

Wenn wir uns die Frage stellen, wie Sterne eigentlich entstehen, hilft uns direkte Beobachtung, die Lösung zu finden. Bei der Untersuchung von hellen, jungen Sternen, stellt man fest, dass sie oft mit umgebenden Gas- und Staubwolken auftreten. Gerade diese Sterne sind heiß genug, um die Wolken durch ihre energiereiche ultraviolette Strahlung zu ionisieren (Elektronen von den Atomen abzutrennen) und damit zum Leuchten anzuregen, wir sehen sie als diffuse Emissionsnebel, die sozusagen selbst leuchten. (Im Gegensatz dazu werden Reflektionsnebel von einem eingebetteten Stern nur angeleuchtet.) Als Beispiele seien genannt M42 (Abb.2), M17 und M8 (Abb.3). Das Leuchten entsteht, wenn sich die Elektronen wieder mit den Atomen verbinden und soll später bei der Frage, warum Planetarische Nebel leuchten, genauer erklärt werden. Diese Wolken bestehen vorwiegend aus Wasserstoff, und enthalten je nach Vorgeschichte ihrer Materie zusätzlich mehr oder weniger schwerere Elemente (Helium, Sauerstoff, Stickstoff etc.), mehr oder weniger komplizierte Moleküle aus diesen Elementen und

feinen Staub.

Die Verbindung von Sternen und Nebeln weist darauf hin, dass die Sterne ihren Ursprung in diesen haben.

Untersuchungen von Gasnebeln, die in den letzten Jahren durchgeführt wurden, haben gezeigt, dass sich in leuchtenden Nebelmassen wie denen des Orionnebels, M42 hunderte junger Sterne verbergen können, die im sichtbaren Licht unsichtbar, im infraroten Licht, welches Staub durchdringen kann, aber gut zu erkennen sind. Diese Sterne sind zu jung, als dass ihr Licht die Gas- und Staubwolken durchdringen kann. Mit dem Hubble Weltraumteleskop sind letztendlich sogar direkte Beobachtungen einzelner entstehender Sterne in diesen Nebelwolken gelungen und damit der handfeste Beweis für den Ursprung der Sterne erbracht worden.

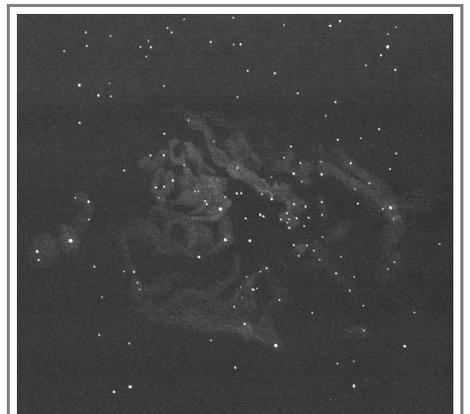


Abb.3

Der Lagunennebel M8 beobachtet mit einem 20 cm SCT unter dem dunklen Himmel Namibias.

Wie läuft die Sternentstehung physikalisch ab?

Zwischen den Sternen befinden sich vielfach sogenannte interstellare Wolken, die oft - wenn überhaupt nur dadurch auffallen, dass sie das Licht dahinter liegender Sterne abschwächen. Sie sind sehr ausgedehnt und obwohl ihre Dichte weit dünner ist als das dünnste technisch herstellbare Vakuum auf der Erde, sind in ihnen doch ungeheure Massen durch Gravitation aneinander gebunden. Sie sind das Ausgangsmaterial aus dem Sterne entstehen.

Die Sterngeburt beginnt damit, dass eine interstellare Wolke kollabiert, d.h. sie fängt an auf einen oder mehrere Punkte in sich zusammenzustürzen. Dies geschieht, wenn ihre Masse 100 bis 10.000 Sonnenmassen übersteigt und dabei eine gewisse Ausdehnung unterschritten wird. Einen gewissen Einfluss hat auch ein möglicher Drehimpuls der Wolke, die Physik dahinter ist aber noch nicht vollständig verstanden.

Der Kollaps kann dadurch ausgelöst werden, dass die Gaswolke von weniger dichten Bereichen einer Galaxie in den dichteren Bereich eines Spiralarmes eintritt oder auch durch die Stoßwelle einer Supernovaexplosion (Abb.4). Beides lässt sich durch Beobachtungen nachvollziehen. Entlang der Spiralarme von Galaxien findet man immer die stärksten Sternentstehungsgebiete. Im Bereich von Supernovaexplosionen

wie zum Beispiel im η -Carinae Nebel, wo einige solcher Ereignisse Spuren hinterlassen haben, liegen viele junge Sterne und Sternhaufen.

Innerhalb einiger 10.000 Jahre teilt sich die kollabierende Wolke in Klumpen von 0,1 bis 100 Sonnenmassen aus denen letztendlich die Sterne werden. Ein Drehimpuls der Wolke verteilt sich auf die einzelnen Fragmente, was die Sternentstehung begünstigt. Der genaue Verlauf des Vorganges ist noch unbekannt. Interessant ist, dass die entstehenden Sterne wohl um so kleiner sind je größer die Dichte der Wolke ist. Ebenso interessant die Tatsache,

dass mindestens 60% der entstehenden Sterne größerer Masse Doppelsterne werden. Wie viele letztendlich Planeten beherbergen werden, ist leider (noch) nicht festzustellen.

Hat die interstellare Wolke erst einmal begonnen zu kollabieren, läuft der folgende Prozess lawinenartig ab.

Etwa 40.000 Jahre nach Beginn des Kollapses bilden sich dichtere Kerne von etwa 0,01 Sonnenmassen. Auf diese fällt von außen immer weitere Materie ein (Abb.5). An der Oberfläche des Objektes, das sich nun Protostern nennen darf, entsteht eine Stoßfront durch diese sogenannte Akkretion (Materieeinfall). Zusätzlich kontrahiert

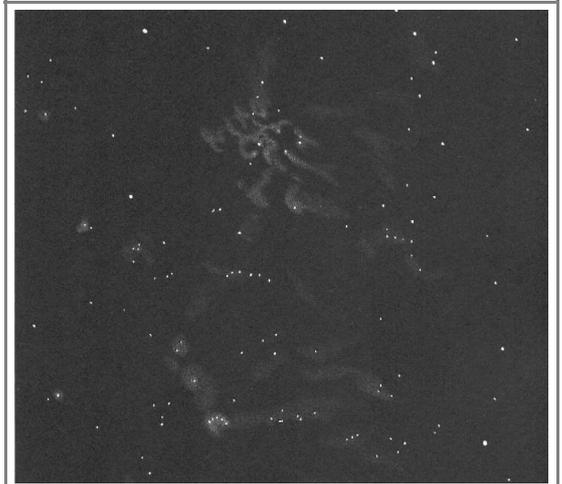


Abb.4

In der Großen Magellanschen Wolke findet man ein riesiges Sternentstehungsgebiet, welches von etlichen Supernovaausbrüchen mitgeformt wurde. Wegen seiner Form wird NGC 2070 auch Tarantelnebel genannt. Beobachtet mit einem 20cm SCT aus Namibia.

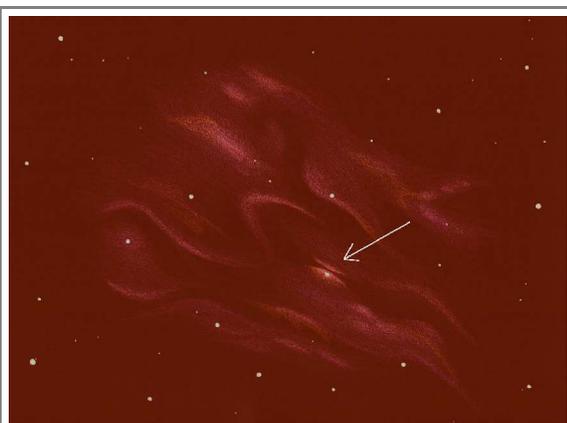


Abb.5

Eine protoplanetare Scheibe, die im Gasnebel eingebettet liegt. Die Ansicht blickt seitlich auf die Staubscheibe. Ein ähnliches Objekt wurde in M17 gefunden.

der Kern durch die Gravitation weiter. Diese beiden Faktoren (Akkretion und Gravitation) stellen die ersten Energiequellen des werdenden Sternes dar.

Der innerste Teil des Sternes wird innerhalb von einigen Monaten oder Jahren wieder kollabieren bis ein neuer Kern von $1000-10.000\text{g/cm}^3$ Dichte und 10.000K Temperatur entstanden ist, dieser besitzt etwa $1/1000$ Sonnenmasse und zieht den Rest des ersten Kernes in sich hinein.

Der Protostern

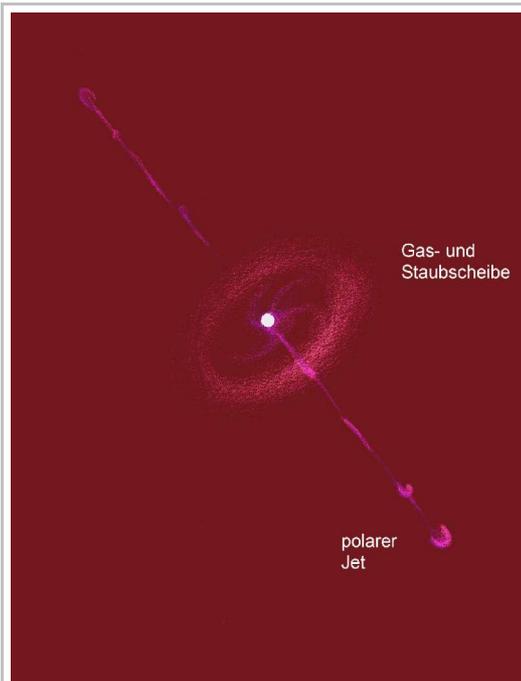


Abb.6

Im Schema eines Protosternes erkennt man den Stern, auf den aus der umgebenden Gas- und Staubscheibe Materie einströmt. Die überschüssige Energie, die bei diesem Vorgang entsteht, wird in polaren Jets abgeleitet. Knoten in diesen Jets bezeichnet man nach ihren Entdeckern als Herbig-Haro Objekte.

Die Situation des Protosternes stellt sich nun wie folgt dar:

Im Zentrum liegt ein dichtes Kerngebiet, welches sich im Gleichgewicht zwischen erzeugter Gravitationsenergie und abgestrahlter Strahlungsenergie und dem Gasdruck befindet. Diesen Zustand nennt man hydrostatisches Gleichgewicht.

Eine ausgedehnte Hülle dünner Materie stürzt in freiem Fall von außen ein und wird an der Oberfläche durch eine Stoßfront abgebremst. Die Energie, die der Protostern jetzt schon abgibt, entsteht fast vollständig durch diesen Vorgang (Abb.6).

In der weiteren Entwicklung des Sternes zum sogenannten Vor-Hauptreihenstern spielen sich je nach Sternmasse verschiedene Szenarien ab.

Liegt die akkretierende Masse unter 3 Sonnenmassen, fällt die gesamte Hülle innerhalb relativ kurzer Zeit auf den Kern, dabei gilt die Regel: Je mehr Masse, um so schneller. Für eine Sonnenmasse bewegt sich der Zeitraum im Bereich von $1.000.000$ Jahren. Je mehr die Masse der Hülle abnimmt, um so weniger trägt ihre Akkretion zur Leuchtkraft des

Sternes bei. Die Energie die bei der Kontraktion des Sternes durch die Gravitation frei wird, ist dann der Motor des Leuchtens. Wenn sie dominiert, bezeichnet man den Stern als Vor-Hauptreihenstern. In dieser Übergangsphase ist er als sogenannter T-Tauri Stern (nach dem Stern T im Sternbild Stier/Taurus) im sichtbaren Licht erkennbar. Diese Sterne fallen dadurch auf, dass sie veränderlich sind und von einer dunklen Staubscheibe, der Akkretionsscheibe umgeben werden. Je nach Neigung der Scheibe ist mehr oder weniger vom Stern im sichtbaren Licht erkennbar, im Infraroten sieht man ihn jedoch oft gut. Bis die Wasserstofffusion zündet, löst sich aber der größte Teil der Scheibe auf, eventuell bilden sich in dieser Zeit daraus Planeten.

Liegt die akkretierende Masse über 3 Sonnenmassen, wird die Temperatur im Zentrum des Vor-Hauptreihensternes schon durch die Akkretion so hoch, dass die Wasserstofffusion zünden kann (etwa $10.000.000\text{K}$). Die Leuchtkraft des Sternes steigt damit stark an und der damit verbundene Strahlungsdruck bringt den Materieeinfall zum Stehen und

kehrt ihn sogar um. So werden bis zu $\frac{2}{3}$ der Protosternmasse wieder abgestoßen. Wegen der starken, einhüllenden Gas- und Staubmassen ist der Stern ab etwa 8 Sonnenmassen nicht im sichtbaren sondern nur im infraroten Licht oder im Radiobereich zu beobachten.

Solange die Wasserstoff-Kernfusion noch nicht gezündet hat, wird ein Stern als Vor-Hauptreihenstern bezeichnet.

Der gesamte Prozess der Kontraktion der interstellaren Wolke bis zum Zünden der Kernfusion ist zeitlich sehr stark von der beteiligten Masse abhängig. Bei einem Stern von 0,5 Sonnenmassen kann man von einem Zeitraum von 150.000.000 Jahren ausgehen, während ein Stern von 18 Sonnenmassen die ganze Prozedur in 10.000 Jahren hinter sich bringt. Liegt die Masse unter 0,08 Sonnenmassen wird die zur Kernfusion nötige Temperatur nie erreicht. Der entstandene Körper ist dann entweder ein Planet (<80 Jupitermassen) oder ein brauner Zwerg, der nur das in geringen Mengen vorhandene Wasserstoffisotop Deuterium verbrennt und langsam erlischt. Er erreicht die Hauptreihe nicht.

2. Sterne auf der Hauptreihe

Das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD)

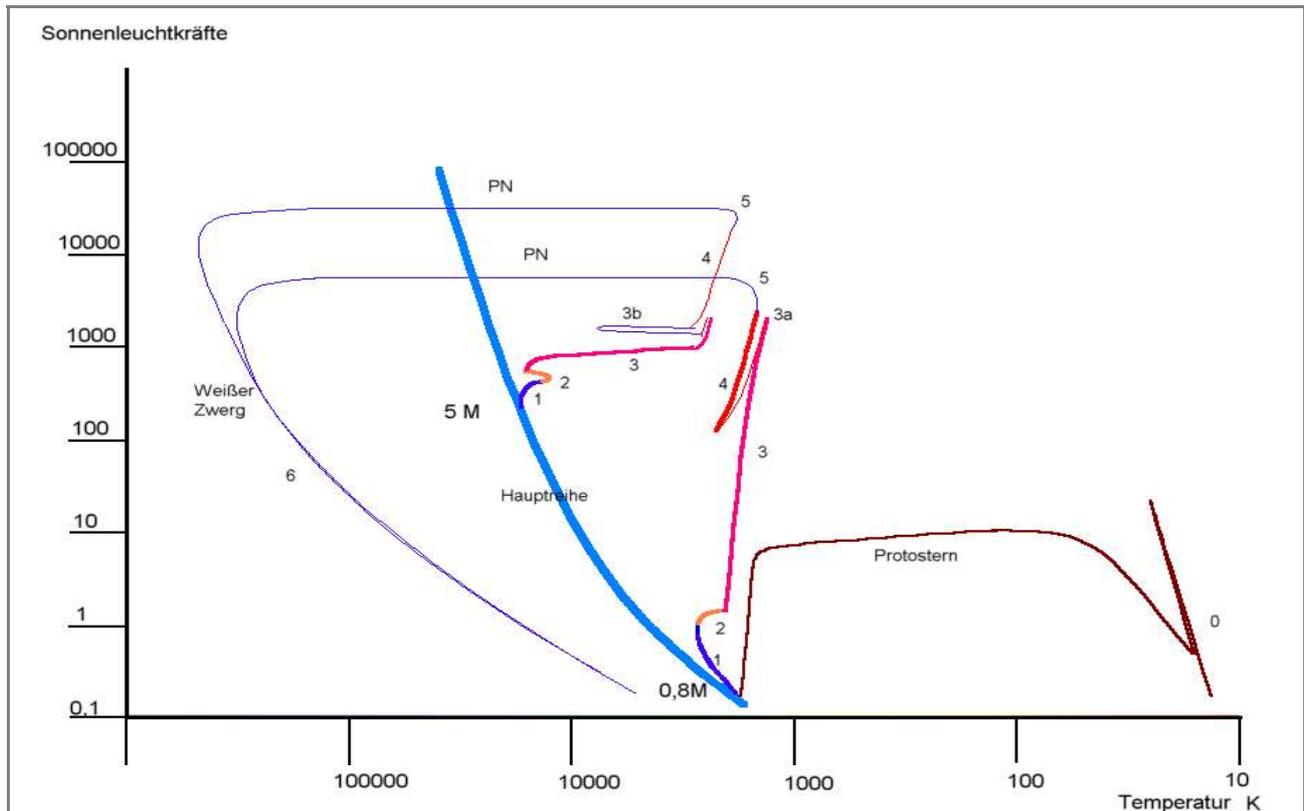


Abb.7

Sternentwicklung im Hertzsprung-Russell-Diagramm

Gezeigt wird der Weg eines Sternes von ca. 0,8-1 Sonnenmassen und der eines Sternes von 5 Sonnenmassen. Für den Stern von 0,8-1 Sonnenmassen ist auch die Entstehungsphase bis zur Hauptreihe abgebildet.

0 = Beginn der Akkretion der interstellaren Gas- und Staubmassen.

1 = Beginn des Wasserstoffbrennens im Zentrum des Sternes auf der Hauptreihe.

2 = Nachdem der Wasserstoff im Kern vollständig zu Helium verschmolzen ist, brennt nun eine Wasserstoffschale nach außen.

3 = Die Roter Riese Phase

3a = Heliumblitz

3b = Heliumbrennen mit instabiler Phase

4 = Asymptotischer Riesenast

5 = Ausstoß eines Planetarischen Nebels

6 = Abkühlungsphase des Weißen Zwerges

Die Darstellung ist nur ungefähr, da sich in der Literatur unterschiedliche Kurven finden. Die Länge einzelner Kurvenbereiche steht nicht im Zusammenhang mit der dort verbrachten Lebenszeit des Sternes.

Spätestens zu diesem Zeitpunkt müssen wir uns mit dem Farben-Helligkeits-Diagramm vertraut machen, welches zu Ehren seiner Erstverwender normalerweise Hertzsprung-Russell-Diagramm genannt wird. Wir finden in der Literatur dafür deswegen meist die Abkürzung HRD, in älteren deutschen Publikationen wird auch gelegentlich FHD abgekürzt, was sich von der Bezeichnung Farben-Helligkeits-Diagramm herleitet.

(Abb.7) Die Darstellung ist prinzipiell sehr einfach, auf der x-Achse ist die Farbe des Sternes aufgetragen, die gleichzeitig für eine bestimmte Oberflächentemperatur steht. Je heißer der Stern an der Oberfläche ist, um so blauer erscheint er, je kühler er ist um so rötlicher. Auf der y-Achse trägt man die absolute Helligkeit des Sternes auf (um diese festzu-

legen muss natürlich nicht nur die beobachtete, scheinbare Helligkeit des Sternes bekannt sein, sondern auch seine Entfernung).

Aus der Farbe und der Helligkeit ergibt sich dann die Leuchtkraft des Sternes und ein sogenannter Spektraltyp. Bei Sternen gleicher chemischer Zusammensetzung besteht eine einheitliche Beziehung zwischen Masse, Leuchtkraft und Durchmesser.

Für Sterne der gleichen chemischen Zusammensetzung gilt, dass sie im HRD auf einer etwa diagonalen Linie angeordnet sind und sich dort entsprechend ihrer Anfangsmasse verteilen. Diese Linie wird als Hauptreihe bezeichnet, auf englisch Main Sequence, abgekürzt MS. Die Entwicklung auf der Hauptreihe bedeutet, dass langsam die Leuchtkraft des Sternes ansteigt und gleichzeitig die Oberflächentemperatur abnimmt, was notwendigerweise auf einen steigenden Durchmesser schließen lässt. Das bedeutet, dass der Stern auf der Hauptreihe im HRD nach links oben wandert.

Die Sterne bleiben in unmittelbarer Nähe dieser Linie, bis der Wasserstoff im Kern durch Fusion zu Helium verbrannt ist (etwa 10% der Gesamtmasse des Wasserstoffs im Stern). Die Zeit, die ein Stern so weitgehend ungestört verbringt, wird Entwicklungszeit genannt und dauert für unterschiedliche Spektraltypen etwa wie in folgender Tabelle (nach [1]) angegeben.

Spektraltyp	Farbe	Oberflächentemperatur in Kelvin	Masse in Sonnenmassen	Leuchtkraft im Vergleich zur Sonne	Entwicklungszeit in Jahren
O5	UV-Blau	44.500	60	790.000 x	550.000
B0		30.000	18	52.000 x	2.400.000
B5	Blau	15.000	6	830 x	52.000.000
A0		9500	3	54 x	390.000.000
F0		7200	1,5	6,5 x	1.800.000.000
G0	Gelb	6050	1,1	1,5 x	5.100.000.000
K0		5250	0,8	0,43 x	14.000.000.000
M0		3850	0,5	0,077 x	48.000.000.000
M5	Rot	3250	0,2	0,011 x	140.000.000.000

Zum Vergleich: Unsere Sonne (Spektraltyp G2) umläuft das Milchstraßenzentrum einmal in 240.000.000 Jahren.

Die darauf folgenden Veränderungen im Stern werden später noch ausführlich behandelt, wenn es um die Entwicklung von PN und des nachfolgenden Sternüberrestes, des weißen Zwerges geht.

Was macht den Stern zum Stern?

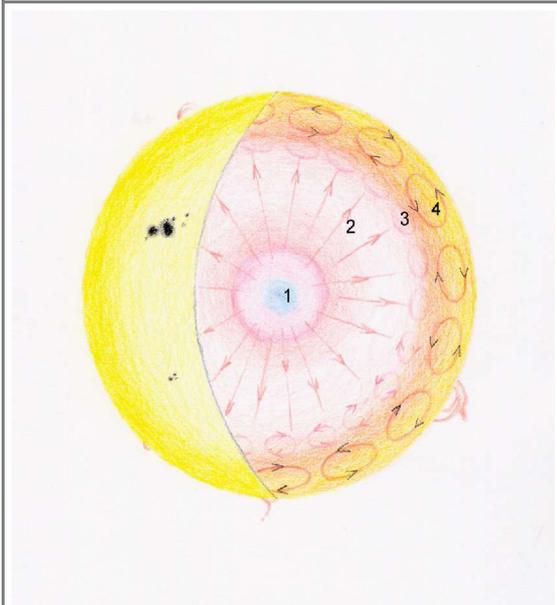


Abb.8

Sternaufbau am Beispiel unserer Sonne.

Folgende Zonen sind im Modell markiert:

1 = Zone der Fusion von Wasserstoff zu Helium.
Temperatur ca. 15.000.000K.

2 = Zone in der die entstehende Energie durch Strahlungstransport abgeleitet wird.

3 = Bereich in dem die Konvektion der Außenschichten nach innen übergreift.

4 = Die Energie wird hier durch Konvektion (Umwälzung der Materie) abgeleitet.

Ein stabiler Stern befindet sich im hydrostatischen Gleichgewicht. Dies bedeutet, dass der Gasdruck und der Strahlungsdruck, die im Stern nach außen schieben, zusammengenommen genau der zusammenziehenden Gravitationskraft entsprechen. Seine Energie bekommt ein Stern, der sich auf der Hauptreihe befindet, in erster Linie durch die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium. Bisher haben sich Forscher auf der Erde vergeblich bemüht, eine Kernfusion, die mehr Energie erzeugt als hineinsteckt wurde, zu erzeugen. Dies verwundert auch nicht, wenn man weiß, dass die Wasserstofffusion im Sterninneren erst zündet, wenn es sich durch Akkretion auf etwa 10.000.000K aufgeheizt hat. (Im Zentrum unserer Sonne herrschen etwa 15.000.000K.) Der genaue physikalische Vorgang soll hier nicht beschrieben werden. Es soll genügen, dass sich aus zwei Wasserstoffatomen ein Deuteriumatom (das sog. "Schwere Wasser" besitzt zusätzlich zum Proton ein Neutron im Kern) bildet. Aus einem Deuteriumatom plus einem Wasserstoffatom entsteht ein Atom des Heliumisotops ^3He . Zwei dieser ^3He Atome formen sich dann zu einem Heli-

um und zwei Wasserstoffatomen um.

Alle Wasserstoff- und Heliumteilchen sind im Stern schon in relativ geringer Tiefe wegen der hohen Temperaturen vollständig ionisiert, das heißt, die Elektronen sind vom Kern aus Protonen und Neutronen abgetrennt. Sie bilden ein sogenanntes Elektronengas, in dem sich die Kerne bewegen.

Je heißer der Stern wird, um so mehr überwiegt eine andere Art der Kernverschmelzung, an der Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff beteiligt sind, die als Katalysatoren wirken und damit die Verschmelzung von Wasserstoff zu Helium noch effektiver werden lassen. Hierfür setzt man eine Zentraltemperatur im Stern von 18.000.000K an, welche bei Sternen mit mehr als 2,5 Sonnenmassen erreicht wird. Nebenprodukt dieser Reaktion ist Stickstoff. Dieser Vorgang wird mit CNO-Zyklus bezeichnet nach den beteiligten Elementen. Wenn man davon ausgeht, dass die ursprünglichen Elemente des Kosmos nur Wasserstoff und Helium waren, kann bei den ersten Sternen dieser Prozess keine Bedeutung gehabt haben. Erst in folgenden Sternenerationen, in denen Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff schon aus den Überresten vorheriger Sterne, die diese Elemente hergestellt hatten, vorhanden war, kann die Kernfusion diesen Weg gegangen sein.

Bei allen diesen Kernfusionen entstehen viel Energie und viele Neutrinos als Abfallprodukt. Könnte man z.B. eine komplette Sonnenmasse Wasserstoff in Helium verwandeln, würde die entstehende Energie ausreichen, die jetzige Leuchtkraft der Sonne für 100 Milliarden Jahre zu erhalten.

Wenn wir die Sonne beobachten, stellen wir fest, dass an der Oberfläche der Photosphäre (d.h. der Sonnenschicht, die uns im weißen Licht als Oberfläche der Sonne erscheint) die Temperatur nur etwa 5800K beträgt. Es stellt sich also die Frage, wie überhaupt die Energie vom 15 Millionen Grad heißen Kern nach außen weiter geleitet wird.

Zwei Mechanismen werden dafür verantwortlich gemacht:

- Strahlungstransport, der abhängig ist von der Energiedichte der Strahlung und von der Fähigkeit der Sternmaterie, die Strahlung durchzulassen.

- Konvektion, dies bedeutet Umwälzung von Sternmaterie. Man geht von sogenannten Konvektionszellen in bestimmten Schichten der Sterne aus, die in sich quasi rotieren. Die Konvektion ist wesentlich effektiver als die Strahlung, wenn es darum geht, Energie nach außen abzuleiten. (Abb.8)

Strahlung und verschiedene geladene Teilchen, vor allem Wasserstoff und Helium (Diese Teilchen bilden den sogenannten Sternwind.) gibt der Stern in den Weltraum ab.

3. Der Weg zum Roten Riesenstern

Zur Erinnerung: Himmelskörper zwischen 0,08 Sonnenmassen und 80 Jupitermassen werden im Inneren nie heiß genug, um die Wasserstofffusion zu zünden, in ihnen brennt bei einer maximalen Zentraltemperatur von 1.000.000K nur das Wasserstoffisotop Deuterium zu Helium, welches nur in geringen Mengen vorhanden ist. Das reicht nicht, um die Energieabstrahlung in den Weltraum auszugleichen, dieser sogenannte Braune Zwerg kühlt nach seiner Bildung, ohne die Hauptreihe jemals zu erreichen, langsam wieder ab. Sterne über dieser Marke und unter 0,4 - 0,5 Sonnenmassen verbrennen den Wasserstoff in ihrem Zentrum und gehen dann den gleichen Weg, wie die braunen Zwerge. Das Endprodukt bezeichnet man als Helium - Weißer Zwerg.

Schwerere Sterne dagegen haben noch ein aufregenderes Leben vor sich. Dies ist auch wieder stark abhängig von der Masse des Sternes.

Sterne niedriger Masse

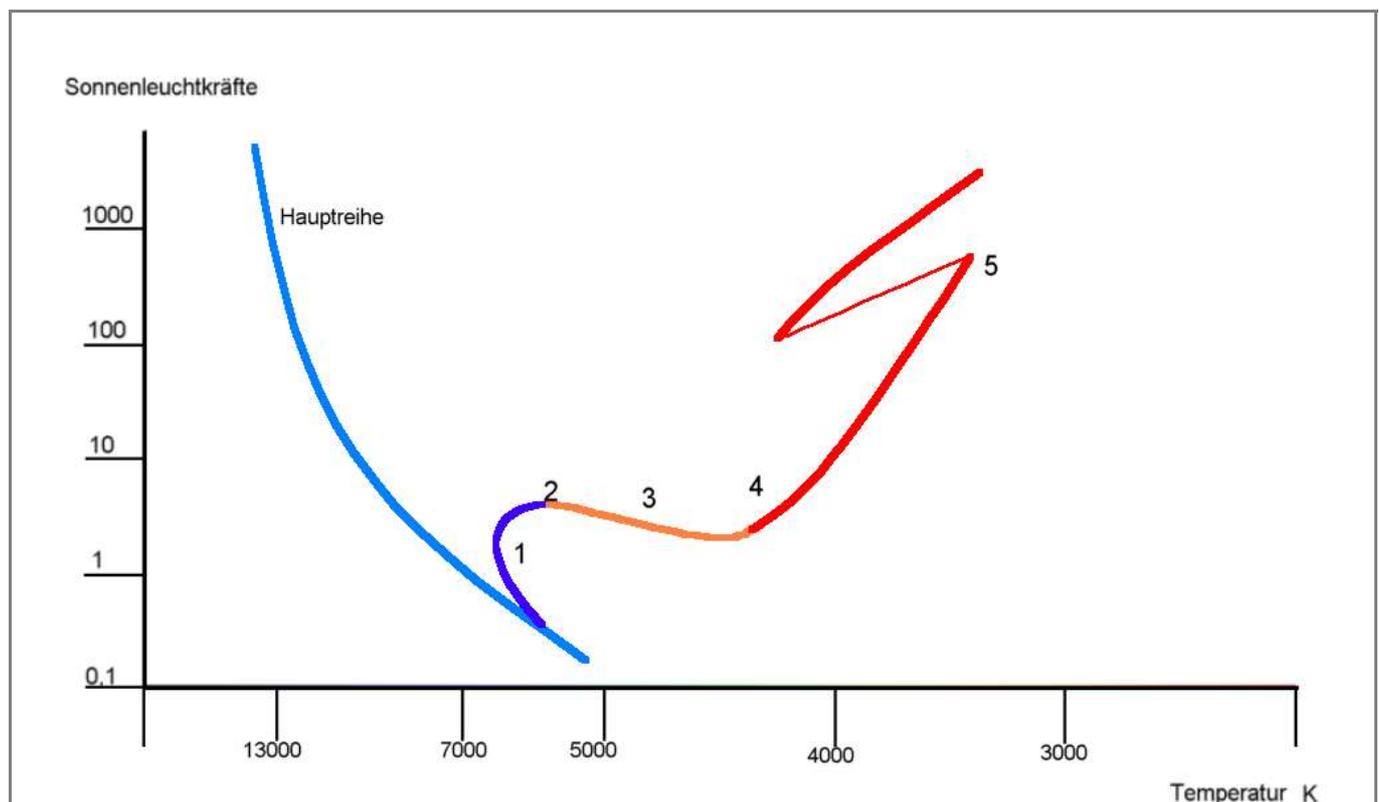


Abb. 9
Die Entwicklung eines Sternes von etwa einer Sonnenmasse im HRD dargestellt.

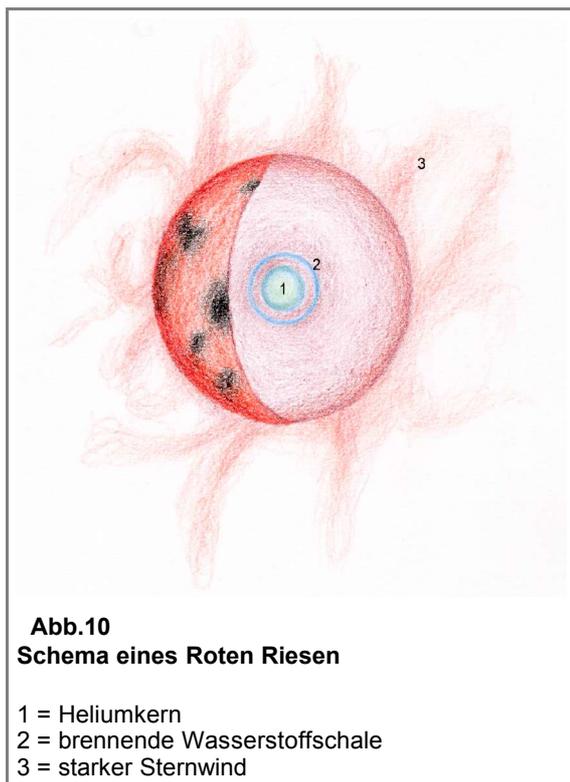
- 1 = Wasserstoffbrennen im Kern, etwa 10.000.000.000 Jahre
- 2 = Im Kern sammelt sich Helium, bis nur noch um den entstehenden Heliumkern herum eine dünne Wasserstoffschale nach außen brennt.
- 3 = Wasserstoffschalenbrennen
- 4 = Roter Riesenast, der Stern bläht sich bis zum 50fachen Durchmesser auf, während sein Zentrum kontrahiert. Hier entarten die Elektronen. Lebensdauer auf dem Roten Riesenast über 1.000.000.000 Jahre.
- 5 = Bei etwa 80 bis 100 Millionen K Zentraltemperatur setzt ein Heliumflash ein, der das Heliumbrennen im Kern zündet. Der Stern wandert auf den Asymptotischen Riesenast (AGB). Dauer des Heliumkernbrennens über 100.000.000 Jahre

Folgender Ablauf wird für Sterne von 0,5 - 0,6 bis zu 1,8 - 2,2 Sonnenmassen (je nach chemischer Zusammensetzung) vorgeschlagen:

Irgendwann ist der Wasserstoff im Kern des Sternes verbraucht und zu Helium verschmolzen (siehe Tabelle, Entwicklungszeiten). Nur in einer Schale um den Kern wird weiter Wasserstoff zu Helium verschmolzen. Dadurch wächst die Masse des Zentrums und es beginnt zu kontrahieren, die Temperatur im Zentrum und der umgebenden, Wasserstoff brennenden Schale steigt dadurch und der Stern beginnt zu wachsen. Ein Stern vom Format der Sonne kann sich so von 1,5 Millionen km Durchmesser auf 150 Millionen km aufblähen, wobei die Oberflächentemperatur auf etwa 3000K abnimmt. Da Farbe und Helligkeit nun in einem neuen Verhältnis zueinander stehen, entfernt sich der Stern im FHD von der Hauptreihe und bewegt sich auf den sogenannten "Roten Riesenast" (Abb.9). Die Frage, warum sich Sterne zum Roten Riesen aufblähen, ist ein noch nicht endgültig gelöstes Problem. Stark zunehmende Konvektion fördert Material vom Innersten des Sternes bis in die äußersten Schichten, eine starke Umwälzung im Stern, die sich spektroskopisch beobachten lässt (Abb.10).

Das ständige nach außen Wachsen der brennenden Wasserstoffschale drängt die Konvektion dann aber wieder zurück.

Um den Kern, der jetzt aus Helium besteht, bildet sich durch hohen Druck ein besonderer Zustand der Materie, in dem die Elektronen als sogenanntes "entartetes Elektronengas" existieren.



Durch den Druck der Gravitation (wegen geringem Gegendruck von innen durch abnehmende Fusion) steigt nun die Temperatur im Sterninneren weiter an. Ist eine Schwelle von etwa 80.000.000K bei einer kritischen Kernmasse von etwa 0,45 Sonnenmassen erreicht, zündet das Heliumbrennen, das heißt Helium beginnt über den Umweg des Berylliums zu Kohlenstoff zu verschmelzen. Der Vorgang ist noch effektiver in der Energieproduktion als die Fusion von Wasserstoff. (In der Folge können daraus durch weitere Kernverschmelzungen Sauerstoff, Neon, Magnesium und Silizium entstehen. Auch der vorher erzeugte Stickstoff kann weiter in Fluor, Sauerstoff, Neon und Magnesium umgebildet werden. Diese Prozesse erzeugen aber verhältnismäßig wenig Energie und stellen keine lange Episode im Sternleben dar.)

Das entartete Elektronengas, welches um den zündenden Heliumkern des Sternes liegt, setzt nun der Fusion einen starken Widerstand entgegen. Es findet keine Möglichkeit, auf die steigende Temperatur mit Ausdehnung zu reagieren. Dadurch baut sich ein extrem starker Druck im Kern auf, bis sich dieser explosionsartig entlädt und das Gas wieder in einen idealen Zustand übergehen kann. Dieses Ereignis wird als Heliumflash bezeichnet und kann mit einem Novaausbruch verbunden sein. Die Entartung der Elektronen kann sich so wieder aufheben. Die äußere Hülle des Sternes fängt den Flash auf. Auch wenn die Oberflächentemperatur absinkt, kann die Leuchtkraft des Sternes kurzfristig auf das tausendfa-

che oder mehr ansteigen. Der ganze Vorgang kostet den Stern 10% bis 50% seiner Masse, welche in den umgebenden Weltraum abgestoßen wird.

Mit dem Nachlassen der Leuchtkraft bildet sich ein neues Gleichgewicht im Stern aus. Die Lebensphase auf dem Roten Riesenast ist beendet. Sie dauert für Sterne von 1,7 Sonnenmassen etwa 270.000.000 Jahre. Masseärmere Sterne verbringen hier mehr Zeit massereichere weniger.

Der Stern schrumpft wieder, während in seinem Zentrum Helium zu Kohlenstoff und Sauerstoff verschmilzt. Darum, mit etwas Abstand liegt eine schalenförmige Wasserstoffbrennzone, die sich langsam nach außen durchfrisst.

Auch der Heliumkern brennt aus und geht in eine Helium brennende Schale über, welche sich nach außen frisst. Die Brennphase des Heliums dauert etwa 100.000.000 Jahre, es bildet sich ein Kohlenstoff-Sauerstoffkern mit entarteten Elektronen.

Hat der Überrest des Anfangssterne nun nur noch 0,5 - 0,6 Sonnenmassen oder weniger, wird er seine Restvorräte an Helium und Wasserstoff in den Schalen verheizen und als C-O Weißer Zwerg (Kohlenstoff-Sauerstoff) langsam verlöschen. Dieser Weg wird später noch genauer beschrieben.

Über einer Restmasse von 0,6 Sonnenmassen wird der Stern erneut in einem ähnlichen Weg wie zuvor zum Roten Riesen, indem die Elektronen entarten, der Stern sich aufbläht und dabei durch den Sternwind Materie abgibt. Dieser Lebensabschnitt wird als "Asymptotischer Roter Riesenast" bezeichnet normalerweise englisch AGB abgekürzt. Der Verlauf dieses Lebensabschnittes wird bei den Sternen mittlerer Masse beschrieben. An seinem Ende beginnen die Planetarischen Nebel ihr Leuchten. Der spätere Weiße Zwerg ist schon unter den Wasserstoff und Helium brennenden Schalen angelegt.

Sterne mittlerer Masse

Das Szenario für Sterne, die mehr Ausgangsmasse als 2,2 und bis zu ca. 8 Sonnenmassen besitzen, wird folgendermaßen am Beispiel eines Sternes mit 5 Sonnenmassen skizziert.

Diese Sterne sind in der Lage, im Kern nicht nur den oben beschriebenen Fusionsprozess von Wasserstoff zu Helium durchzuführen, sondern erreichen die Temperatur, die für den CNO- Zyklus nötig ist. Die Ausdehnung ihres Kernes liegt bei 5% des Sterndurchmessers. Darum legt sich eine Konvektionszone mit 20% des Sterndurchmessers, welche die Reaktionsprodukte des Kernes mit der Materie der Außenbereiche mischt und die erzeugte Energie nach außen weiterleitet. Diese Phase, bei der sich der Stern auf der Hauptreihe des HRD aufhält, dauert für Sterne von 5 Sonnenmassen etwa 60.000.000 Jahre. Wenn sie beginnen, sich zum Roten Riesen aufzublähen, ist der Kern ausgebrannt. Es bildet sich um seine Asche, die vorwiegend aus Helium und Stickstoff besteht, eine schalenförmige Zone, in welcher der Wasserstoff weiterbrennt und die sich mit etwa der selben Brennrate, die zur Zeit der Hauptreihe herrschte, langsam nach außen frisst.

Durch die Einwirkung der Gravitation entsteht wegen des nachlassenden Gas- und Strahlungsdrucks ein immer stärkerer, nach innen gerichteter Druck. Ohne dass es zum Entarten des Elektronengases kommen muss, wie bei Sternen niedrigerer Masse, setzt bei 100.000.000K bis 180.000.000K das Heliumbrennen ohne Heliumflash ein. Der Kern des Sternes muss dabei mindestens eine Masse von 1/3 Sonnenmassen besitzen. Die typische Zeitdauer für das Heliumbrennen liegt bei 20% - 30% der Zeit, die der Stern auf der Hauptreihe verbracht hat. Während dieser und der nachfolgenden Entwicklungsschritte

bläst der Stern große Teile seiner Masse in den umgebenden Weltraum. In der frühen und der späten Phase des Heliumbrennens wird der Stern in erster Linie durch Konvektion stark durchmischt, was Material aus seinem Inneren nach außen bringt und umgekehrt. Dies führt zu einer Verlängerung der Brennvorgänge, da neuer Brennstoff an den Ort der Fusion gelangt.

Auch der Heliumkern brennt aus und es bildet sich um den Aschekern, bestehend aus Kohlenstoff und Sauerstoff mit entarteten Elektronen, eine schalenförmige Helium brennende Zone, die mit etwas Abstand (nicht brennende Heliumschicht) unter der Wasserstoff brennenden Zone liegt und sich ebenfalls nach außen frisst (Abb.11). Mit steigender Leuchtkraft nimmt der Sternwind stark zu und der Stern verliert $1/4 - 1/3$ seiner Masse in den umliegenden Raum und gewinnt für relativ kurze Zeit ein neues Gleichgewicht, indem er wieder schrumpft. Im Sterninneren entarten nun durch wachsenden Druck auf den

Kern, der jetzt ja nicht mehr fusioniert, die Elektronen. Der spätere Sternüberrest, der dann Weißer Zwerg genannt wird, bildet sich damit schon unter den Wasserstoff und Helium fusionierenden Schalen. Ein weiteres Aufblähen zum Roten Riesen führt diesen Stern dann auf den Asymptotischen Riesenast (AGB).

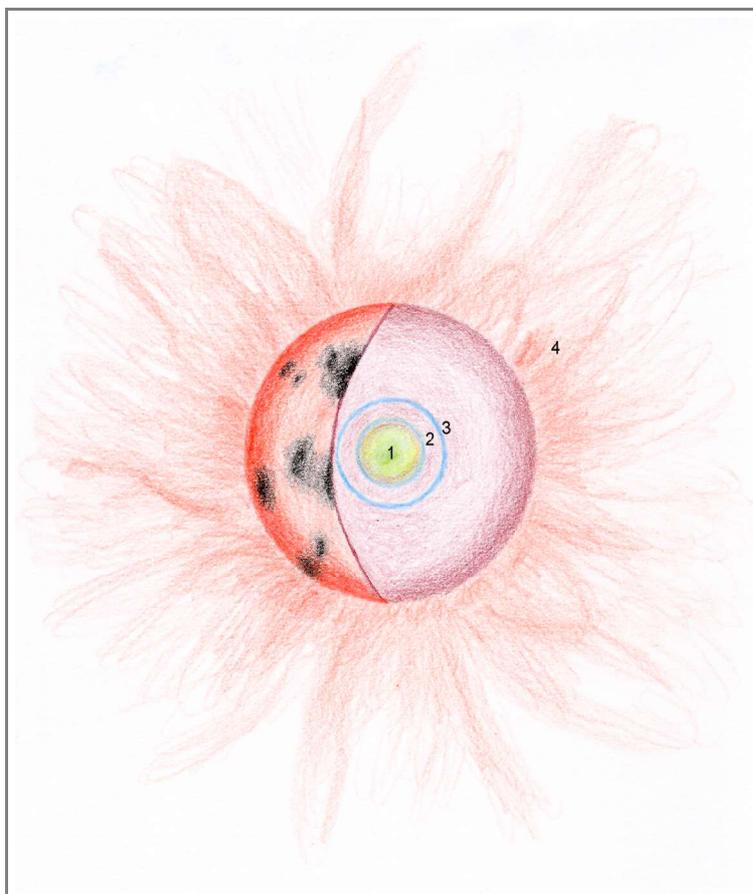


Abb.11
Ende der Roter Riese Phase

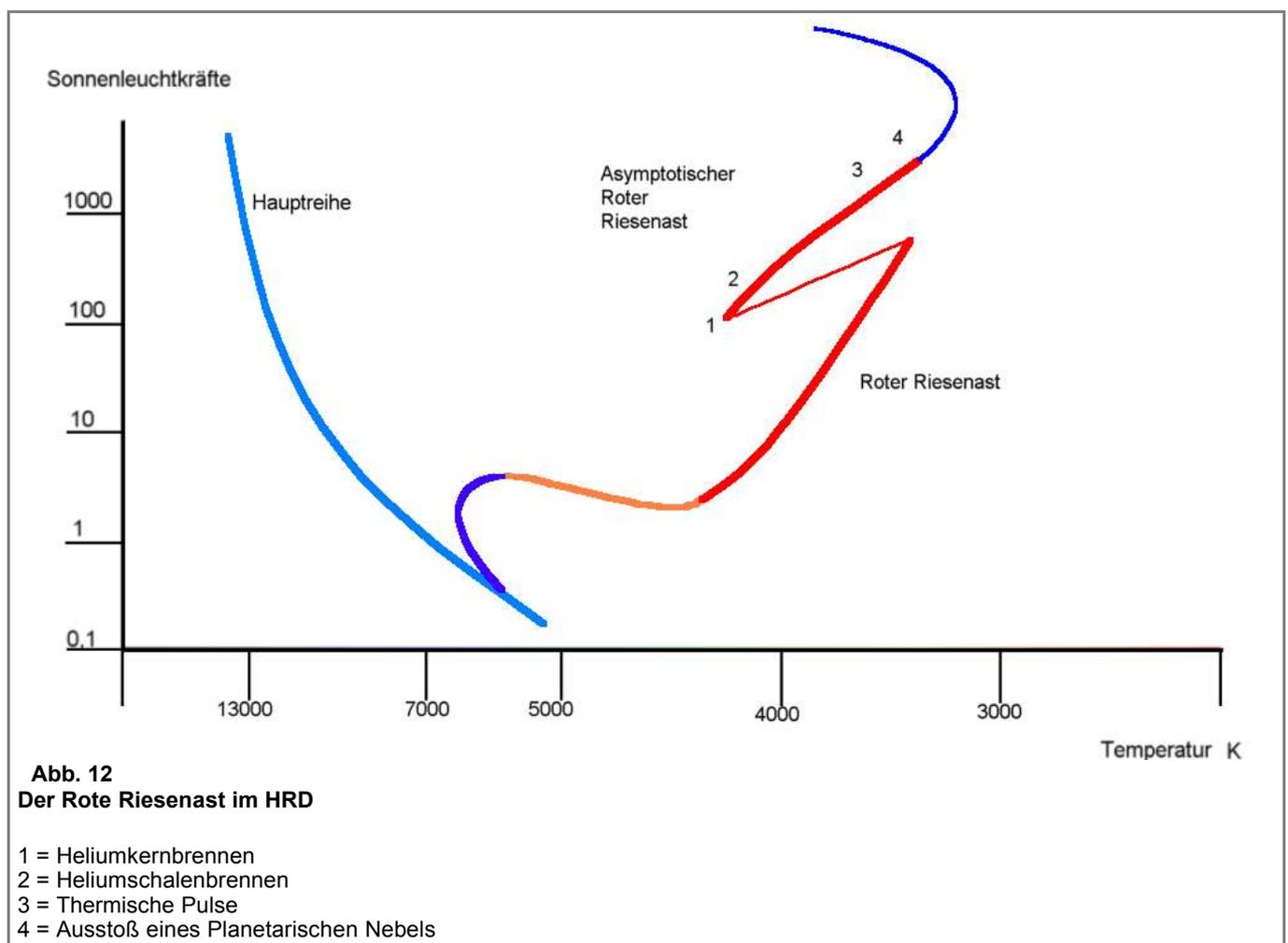
- 1 = Ausgebrannter Kern, der vorwiegend aus Kohlenstoff und Sauerstoff besteht
- 2 = brennende Heliumschale
- 3 = brennende Wasserstoffschale
- 4 = starker Sternwind

4. Spätphase der Sternentwicklung (AGB- Asymptotischer Riesenast)

Der Name dieses Entwicklungsschrittes rührt daher, dass seine Verlaufskurve im HRD sich stark der des Roten Riesenastes nähert, ohne sie jedoch zu erreichen.

Wie vorher beschrieben, erreichen sowohl massearme als auch Sterne mittlerer Masse einen Zustand mit einem ausgebrannten Kern, in dem Elektronen in Form von entartetem Elektronengas sich mit Kohlenstoff, Sauerstoff und - je nach Masse- anderen Fusionsprodukten wie Stickstoff mischen. Um diesen Kern liegen jeweils mit Abstand (der durch nicht fusionierende Bereiche gleicher Materie gebildet wird) erst eine Helium fusionierende Schale und dann eine Wasserstoff fusionierende Schale.

Verlauf



In der Frühphase des AGB erlischt die Wasserstoff brennende Schale, dadurch dass der Stern sich in den äußeren Bereichen stark ausdehnt. Die Helligkeit wird nur noch durch die Helium brennende Schale aufrecht erhalten. Hierfür wird je nach Kernmasse ein Zeitraum von etwa 10.000.000 Jahren angesetzt.

In der Spätphase tritt ein Vorgang ein, der in Hinblick auf den späteren Planetarischen Nebel von Wichtigkeit ist. Die Energieerzeugung in der Heliumbrennschale wird instabil. Das Brennen erfolgt nicht mehr kontinuierlich, sondern in einer Abfolge von relativ kurzen Pulsen. Diese finden in charakteristischen Abständen von ca. 1000 - 10.000 Jahren

[46] statt und werden als Helium-Schalenflashes bezeichnet. Der Ablauf wird theoretisch wie folgt modelliert (wobei in der Fachliteratur verschiedene Varianten zu finden sind):

- Eine dünne äußere Wasserstoffschale entzündet sich von neuem.
- Die darunter liegende Helium brennende Schale erweitert sich, bis die Energieerzeugung so stark ist, dass die Energie nicht mehr durch Strahlentransport abgeleitet werden kann.

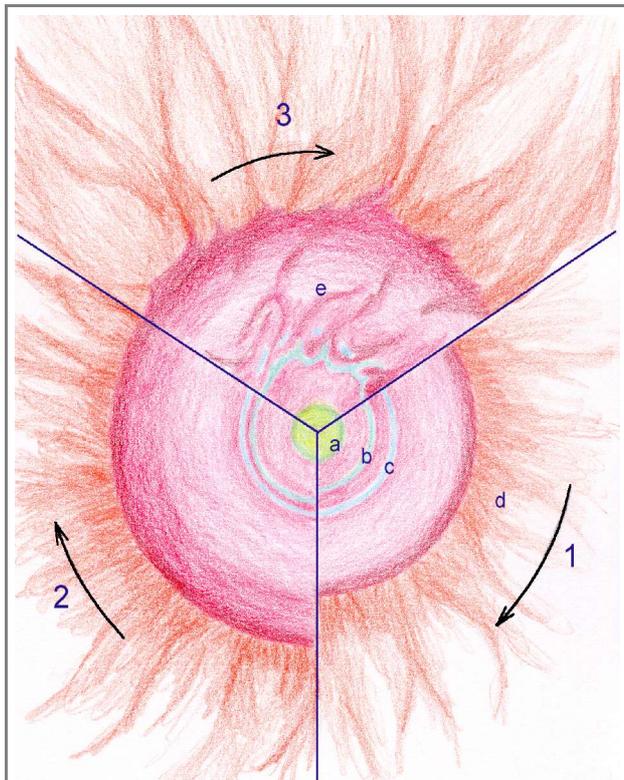


Abb.13
Modell Thermischer Pulse

- 1 = Eine innere Schale brennt Helium zu Kohlenstoff und Sauerstoff. Eine äußere brennt Wasserstoff zu Helium.
- 2 = Die Heliumbrennschale erweitert sich und ein Energiestau tritt ein.
- 3 = Eine explosive, thermonukleare Kettenreaktion beginnt zwischen den Brennschalen und wühlt die Schichten des Sternes auf. Hierbei mischen sich innere und äußere Bereiche.
- a = Zentrum mit entartetem Elektronengas
- b = Helium brennende Schale
- c = Wasserstoff brennende Schale
- d = Sehr starker Materieverlust

- Eine thermonukleare Kettenreaktion setzt ein.

- Auf der Heliumschale entsteht eine dünne Konvektionsschicht.

- Die Temperatur steigt, die nicht brennende Materie dehnt sich aus in die Brennzone und wird dort explosiv in alle Richtungen weggestoßen.

- Materie an der Basis der Wasserstoff brennenden Schale wird weggedrückt, so dass die Temperatur so weit sinkt, dass das Brennen in der Schale fast erlischt.

- Durch starke Ausdehnung kann auch die Materie in der Heliumbrennzone soweit abkühlen, dass die Fusion stark abnimmt.

- Die Konvektionsschicht verschwindet und ein stabiler Zustand ruhigen Heliumschalenbrennens wird erreicht.

- Mit dem Abnehmen des Brennmaterials nimmt auch das Heliumbrennen ab.

- Hierauf folgt eine Phase ruhigen Wasserstoffschalenbrennens.

- Die nach außen gedrückte Sternmaterie fällt zurück und die Heliumschale kann sich wieder mit einer thermonuklearen Kettenreaktion entzünden.

Dieser Vorgang kann sich öfter wiederholen, weshalb man diese Zeit auch Phase der

thermischen Pulse nennt (Abb.13). Der Zeitraum für einen Puls wird mit mindestens 10.000 Jahren angegeben. In dieser Zeit nimmt die Sternhelligkeit ständig zu. Durch Konvektion wird immer wieder Material aus dem Gebiet zwischen den beiden fusionierenden Schalen an die Sternoberfläche gewälzt.

Wegen der hohen Temperaturen, die zeitweise in den Schalen entstehen, kann aus konvektiertem Kohlenstoff (vorher gebildet im Kern des Sternes) Stickstoff und daraus wieder Neon gebildet werden.

In Sternen von 0,8 bis 1,0 Sonnenmassen kann die Hülle abgestoßen sein, ehe die Wasserstoffschale wieder zündet. Damit finden keine thermischen Pulse statt.

Wodurch die Phase der thermischen Pulse beendet wird, ist nicht genau bekannt. Man geht aber davon aus, dass starke Massenverluste mit dafür verantwortlich sind.

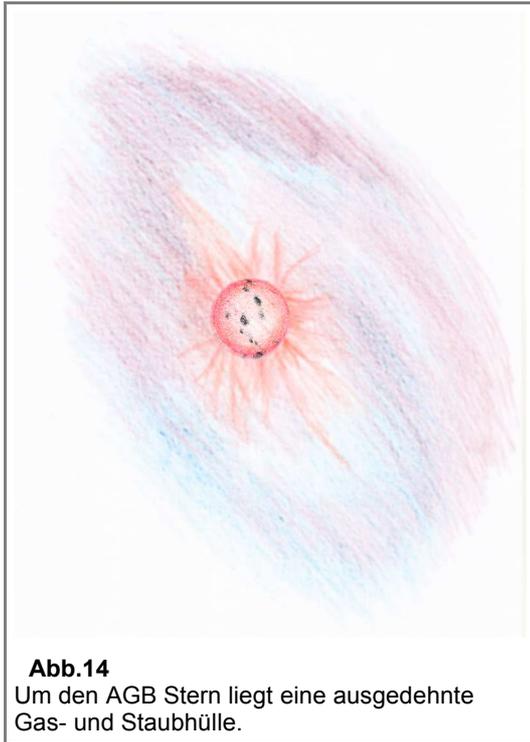


Abb.14
Um den AGB Stern liegt eine ausgedehnte Gas- und Staubbülle.

Mit den Pulsen findet jeweils ein Abstoßen von Materie durch sogenannte langsame Sternwinde mit 10-15 km/sec statt (Abb.14). In einigen Planetarischen Nebeln lassen sich später noch ringförmige, ineinandergeschachtelte Hüllen und ein Halo beobachten. Dies kann eventuell in einen Zusammenhang gebracht werden.

Der letzte, wasserstoffreiche Auswurf, der besonders stark ist, bildet die hellsten Teile des nachfolgenden Planetarischen Nebels.

Sterne unter 8 Sonnenmassen stoßen in den Phasen des Roten Riesen bzw. Überriesen soviel Materie ab, dass eine Grenzmasse von 1,4 Sonnenmassen unterschritten wird. Oberhalb dieser Grenze folgt ein anderes Szenario, welches später bei den massereichen Sternen beschrieben wird.

Durch die Helium-Schalenflashes wird die Masse weiter auf etwa 0,6 Sonnenmassen reduziert, ein Wert, der bei Zentralsternen Planetarischer Nebel

und den folgenden Weißen Zwergen üblicherweise beobachtet wird.

Durch Beobachtungen im Infrarot- und Millimeterbereich, in denen die dichte Staubbülle der Sterne durchdrungen werden kann, wurden in den letzten Jahrzehnten die Masseverlusten von AGB - Sternen direkt gemessen. Man kam auf Werte von 1/1.000.000tel bis 1/10.000tel Sonnenmassen pro Jahr, was bedeutet, dass während der AGB Zeit, wenn man eine mittlere Dauer von 1.000.000 Jahren veranschlagt, bedeutende Anteile der Sternmasse verloren gehen. Damit wird die Lebenszeit des Sternes auf dem AGB nicht nur von nuklearen Prozessen, sondern in erster Linie von Sternwinden maßgeblich beeinflusst. Erstere lassen den inneren Kern anwachsen, während letztere (allerdings mit wesentlich größerer Geschwindigkeit) die Gesamtmasse des Sternes durch Abstoßung von äußeren Masseteilen verringern. In beiden Fällen ist vor allem die Restmasse an Wasserstoff betroffen. Am Endpunkt des AGB ist fast der komplette Wasserstoff der Außenhülle durch Sternwinde abgestoßen.

Sterne auf dem AGB werden entweder als sauerstoffreiche Sterne oder als kohlenstoffreiche Sterne (oder kurz Kohlenstoffsterne) bezeichnet, je nachdem, welche Elemente an ihrer Oberfläche vorherrschen. Im Spektrum äußert sich dies bei ersteren durch Absorptionsbanden von Metalloxiden wie Titanoxid (TiO), Zirkoniumoxid (ZrO) und Yttriumoxid (YO), bei letzteren durch Linien von Kohlenstoffmolekülen und Kohlenstoffstickstoff (CN). Man glaubt, dass Sterne auf dem AGB als sauerstoffreiche Sterne beginnen und sich durch Aufwälzen von Kohlenstoff aus dem Kern mittels Konvektion in Kohlenstoffsterne verwandeln. Durch den oft umgebenden dichten Staubmantel erscheinen sie sehr rot und man kann bei vielen AGB Sternen diesen Unterschied nur im infraroten Licht feststellen. Hier erkennt man die Sauerstoffsterne an den Silikatlinien (SiO₂), während Kohlenstoffsterne entweder Siliziumkarbid Linien (SiC) oder ein glattes Kontinuum zeigen.

Veränderlichkeit als Mirastern

In der Phase des AGB, werden Sterne durch den großen Radius und die starke Leuchtkraft oft instabil und erzeugen Pulse von großer Amplitude. Sie werden als langperiodische veränderliche Sterne vom Mira-Typ bezeichnet. Ihre Perioden liegen typischerweise zwischen 200 und 600 Erdentagen. Zwischen ihrer Helligkeit und der Pulsdauer besteht ein direkter Zusammenhang. Je größer die absolute Helligkeit dieser Sterne, um so länger ist ihre Periode.

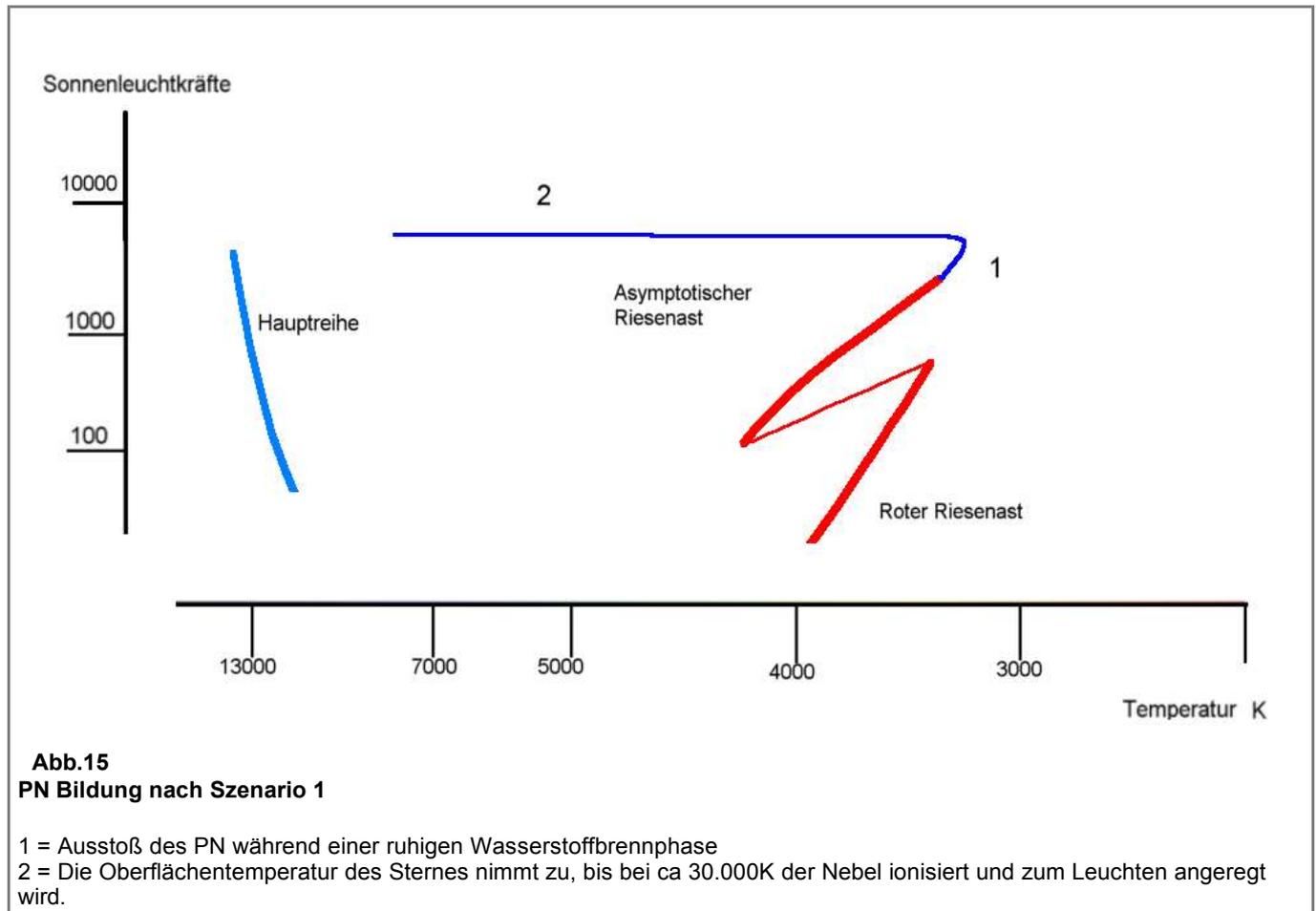
Bei AGB Sternen, die im Infraroten sehr leuchtkräftig sind, jedoch im sichtbaren Licht durch die dichte Staubhülle verschwinden, hat man sogar Perioden von 1000 Tagen gemessen. Diese Sterne erzeugen auch oft eine OH - MASER Emission (Hydroxyl- **M**icro-**w**ave **A**mplification by **S**timulated **E**mission of **R**adiation), das Mikrowellen-Pendant zum LASER. Sie findet sich ebenfalls, wenn auch seltener, in Mira Sternen.

5. Auf dem Weg zum Weißen Zwerg

Ausgangspunkt sind AGB-Sterne, die, als sie noch auf der Hauptreihe weilten, zwischen 0,8 und 8 Sonnenmassen besaßen, was für die Mehrzahl aller Sterne gilt.

Drei Szenarien der Umwandlung des AGB-Sternes in einen Weißen Zwerg unter Bildung eines Planetarischen Nebels sind nach dem heutigen Forschungsstand denkbar.

Szenario 1



Der Ausstoß der letzten Hülle erfolgt während der ruhigen Wasserstoffbrennphase, zwischen den Heliumbrennphasen (Abb.15). Dazu kommt noch als physikalische Vorgabe, dass die Masse der Heliumschale zwischen der wasserstoffreichen äußeren Schale des Sternes und dem Kohlenstoff-Sauerstoffkern zwischen 0,2 und 0,8 der Masse an Helium beträgt, welche die Wasserstoffbrennschale zwischen den Heliumflashes (auch thermische Pulse genannt) erzeugt.

In diesem Fall entwickelt sich der Stern bei gleichbleibender Helligkeit zu blauer Farbe hin, wobei er durch die Wasserstoffbrennschale, über der eine dünne restliche Hülle liegt, geheizt wird.

- die Oberflächentemperatur nimmt zu, da die Fusion nun knapp unter der Oberfläche stattfindet, während die Masse der (wasserstoffreichen) Oberflächenschale durch Sternwinde abnimmt.

- Ab etwa 30.000K Oberflächentemperatur ionisiert die Strahlung des Sternes die auf dem AGB abgestoßene Materie, besonders die des letzten Ausstoßes, welche dann als Planetarischer Nebel sichtbar wird. (Die Temperatur kann mehrere hunderttausend Kelvin erreichen).
- Zeitraum bis hierhin sind etwa 10.000 Jahre.
- Wenn die Masse der wasserstoffreichen Oberflächenschicht des Sternes unter 0.004 Sonnenmassen fällt, erlischt das Wasserstoffbrennen.
- Dadurch kontrahieren die äußeren Bereiche des Sternes und seine Helligkeit fällt stark ab.
- Schwere Elemente sinken Richtung Sternzentrum und Wasserstoff wird wieder das dominierende Element an der Sternoberfläche.
- Der Stern kühlt innerhalb mehrerer Milliarden Jahre als Weißer Zwerg ab.
- Mit dem Ausdehnen der Nebelhülle und dem Abnehmen der Leuchtkraft des Sternes wird der Nebel immer schwächer. Er ist über einen Zeitraum von nur etwa 30.000 Jahren zu beobachten.

Szenario 2

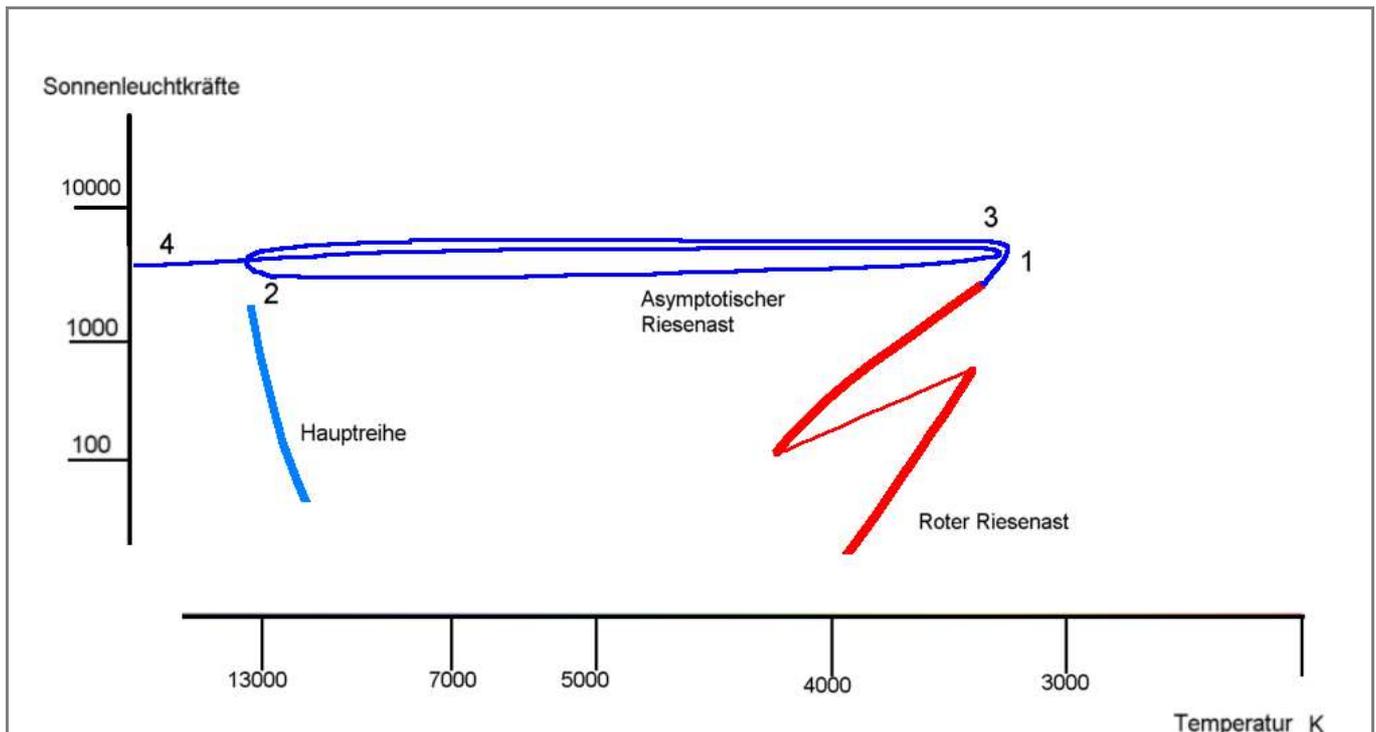


Abb.16
Die Entstehung eines PN nach Szenario 2

- 1 = Eine PN Hülle wird abgestoßen.
- 2 = Die brennende Wasserstoffhülle erlischt und Helium zündet.
- 3 = Zum zweiten Mal wird die PN Hülle "gefüttert".
- 4 = Die Oberflächentemperatur steigt, bis bei ca. 30.000K der Nebel ionisiert wird.

Bei dem zweiten Szenario erfolgt der Ausstoß der letzten Hülle wie vorhin während der ruhigen, Wasserstoff fusionierenden Phase (Abb.16). Nur liegt die Masse der über dem

Kern liegenden Heliumschale über dem 0,8fachen des von der Wasserstoff brennenden Schale erzeugten Helium.

Der Ablauf, bis der Planetarische Nebel angeregt wird, ist sehr ähnlich wie vorher aber

- nachdem wie im ersten Fall die Wasserstoff fusionierende Schale erloschen ist, zündet das Helium wieder in einer Schale.

- Der Stern findet sich wieder an der Spitze des AGB mit entsprechend niedrigerer Oberflächentemperatur.
- Der selbe Mechanismus, der die Wasserstoffschale schon beim ersten Verlassen des AGB weggeschleudert hat, tritt in Funktion.
- Nun wird die Helligkeit des Sternes aber nicht wie vorher von einer Wasserstoffschale erzeugt, denn diese ist ja vorher fortgeschleudert, untergemischt und verbrannt worden, sondern die Heliumschale ist für das Leuchten zuständig.
- Die Oberflächentemperatur steigt wieder über 30.000K und der Planetarische Nebel wird zum zweiten Mal zum Leuchten angeregt.
- Dauer bis hierhin etwa 30.000 Jahre.
- Auch das Heliumbrennen lässt mit der Zeit nach.
- Die Außenbereiche des Sternes kontrahieren.
- Schwere Elemente sinken im Stern Richtung Kern, während das leichte Helium zum vorherrschenden Element an der Sternoberfläche wird.
- Der Stern kühlt innerhalb von mehreren Milliarden Jahren als Weißer Zwerg ab.

Szenario 3

Der Ausstoß der letzten wasserstoffreichen Hülle kann während der thermischen Pulse oder kurz danach erfolgen.

- Vom AGB abgelöst, sinkt die Helligkeit des Sternes, die von der Heliumschale aufrecht erhalten wurde auf ein Minimum, während sich die Oberflächentemperatur erhöht.
- Ab einem bestimmten Punkt wird der Restwasserstoff im äußeren Sternbereich wieder entzündet und die Helligkeit steigt bei etwa gleicher Oberflächentemperatur.
- Der folgende Ablauf gleicht dem in Szenario eins beschriebenen.
- Zusammen mit der Entzündung des Wasserstoffbrennens geht eine Verlangsamung der Entwicklung einher.
- Eine letzte Kettenreaktion des Wasserstoffs kann zu einem Ausbruch führen, der als Langsame Nova beobachtet wird.

Nach diesem Schema werden Sterne innerhalb von 10.000.000 Jahren nach Erlöschen der Heliumfusionsschale zu Weißen Zwergen mit einer Durchschnittsmasse von 0,6 Sonnenmassen. Die meisten beobachteten Weißen Zwerge besitzen eine Masse von 0,55 bis 0,6 Sonnenmassen.

Es gibt Gründe anzunehmen, dass Planetarische Nebel AGB Sternen über das Abstoßen einer Hülle während eines Heliumflashes folgen. Damit wäre dieses 3. Szenario favorisiert. Endgültige Klarheit gibt es aber nicht. Ob das Ereignis einer Langsamen Nova auch mit zum Ablauf gehört, ist nicht erwiesen.

Das Ende der AGB Phase wird zu dem Zeitpunkt angesetzt, wenn der hohe Masseverlust durch langsame Sternwinde von 10-15 km/sec aufhört. Die genauen Bedingungen für das Ende des starken Masseverlustes und das Verhalten der Masseverluste nach der AGB-Phase (schnelle Sternwinde in der PN-Phase) sind nicht bekannt.

Der Weiße Zwerg

Die Entwicklungszeit, die ein Stern vom Roten Riesen zum Weißen Zwerg braucht, wird mit 10.000 bis 100.000 Jahren angegeben, was für ein Sternenleben sehr kurz ist, nur im 3. Fall oben geht man von deutlich längeren 10.000.000 Jahren aus. Innerhalb mehrerer Milliarden Jahr kühlt der Stern rein theoretisch bis auf 3K an der Oberfläche ab. Dies hat aber bei dem jetzigen Alter des Universums noch kein Weißer Zwerg erreicht.



Abb.17
Schematischer Aufbau eines Weißen Zwerges

1 = Entartetes Elektronengas, Dichte der Materie im Kern ca. 100kg/cm^3 .
2 = Dünne Hülle mit Wasserstoff und Heliumanteil.
3 = Durchmesser ca. 12.000 km.

Der Weiße Zwerg, der praktisch den Kern des vorhergehenden Roten Riesen darstellt, besteht fast komplett aus Kohlenstoff und Sauerstoff. Nur in den äußersten Schichten finden sich Reste von Wasserstoff und Helium. Die Elektronen sind entartet bis auf den äußersten Sternrand (Abb.17).

Der Druck des entartete Elektronengases und die Gravitation halten sich die Waage, so dass ein stabiler Zustand erreicht wird. Allerdings sind die Eigenschaften dieser Materie ziemlich extrem. Ein Kubikzentimeter im Inneren des Sternes wiegt zwischen 10 und 100 Kilogramm, das heißt, dass der gesamte Durchmesser bei einer Masse von 0,6 Sonnenmassen nur dem der Erde entspricht. (Sterne können bis zu 1,4 Sonnenmassen als Weiße Zwerge existieren. Wird die Masse noch höher, bricht der Druck des Elektronengases zusammen, die Elektronen vereinigen sich mit den Protonen der Ionen im Sterninneren zu Neutronen. Es bildet sich ein noch wesentlich kompakterer Neutronenstern. Dafür ist aber normalerweise eine Ausgangsmasse des Sternes von über 8 Sonnenmassen nötig, - siehe Massereiche Sterne.)

Während man davon ausgehen kann, dass alle Zentralsterne von PN zu Weißen Zwergen werden, können Weiße Zwerge existieren, welche nie eine PN Phase durchgemacht haben. Bisher lässt sich auch nicht vorhersagen, welche Sterne mit Sicherheit durch eine PN Phase gehen werden. In Zahlen ausgedrückt werden etwa 95% aller Sterne unserer Galaxis als Weiße Zwerge enden, vielleicht 60% von diesen bilden auf dem Weg dahin einen PN.

6. Massereiche Sterne

Dramatischer verläuft die Entwicklung von Sternen über 8 Sonnenmassen, wenn sie die Hauptreihe verlassen haben, das heißt, wenn der Wasserstoff im Zentrum fusioniert ist, und das Heliumbrennen eingesetzt hat (und eine Wasserstoffschale nach außen brennt).

Wenn das Helium im Kern vollständig zu Kohlenstoff fusioniert ist, setzt ohne dass Elektronen durch hohen Druck entarten, durch die ausreichende Temperatur die Fusion von Kohlenstoff zu Sauerstoff, Neon und Magnesium ein. Ein Heliumflash findet deswegen nicht statt. Eine Heliumschale brennt sich unter der Wasserstoffschale nach außen. Nun werden ungeheure Temperaturwerte von 500.000.000K bis 800.000.000K im Kern erreicht. Das Kohlenstoffbrennen im Kern dauert aber nur etwa 100 Jahre. Um den sich bildenden Kern aus Sauerstoff, Neon und Magnesium wächst eine Kohlenstoff brennende Schale hinter den äußeren Helium und Wasserstoff brennenden Schalen nach außen.

Sterne über 13 Sonnenmassen fusionieren noch als weitere Stufen Neon zu Sauerstoff (Dauer etwa 1 Jahr), Sauerstoff zu Silizium (Dauer einige Monate) und Silizium zu Eisen und einem radioaktiven Nickelisotop (Dauer nur ein Tag), letzteres zerfällt aber wieder zu Eisen. Diese Fusionsvorgänge erzeugen nur noch sehr wenig Energie. Bei Eisen ist die Fusionskette dann endgültig beendet. Man sagt, dass die Bindungsenergie von Eisen maximal ist.

Hat der Stern am Ende alle verfügbaren Fusionsenergiequellen aufgebraucht, kontrahiert er und heizt sich durch die frei werdende Gravitationsenergie auf mehrere Milliarden Grad auf. Im freien Fall beginnt der Stern zu kollabieren, bis die Hälfte seiner Materie durch den ungeheuren Druck dergestalt entartet ist, dass sich im Inneren Elektronen mit Protonen zu Neutronen zusammenbinden. (Freie Neutronen zerfallen unter irdischen Bedingungen mit einer Halbwertszeit von 617 Sekunden zu Protonen und Elektronen.) Dadurch entsteht innerhalb einer einzigen Sekunde eine unvorstellbare Dichte von 100 Millionen bis eine Milliarde Tonnen pro Kubikzentimeter. Der Neutronenstern hat also nur einen Durchmesser von 20 bis 35 Kilometern- und das bei 1,4 bis 2,4 Sonnenmassen .

An der Oberfläche dieses Objektes wird der Einfall restlicher Materie abgebremst, wobei eine Stoßfront entsteht, welche Materie in einer Hülle abstößt.

Ohne eine solche Stoßfront sagen die Modelle bei einer Gesamtmasse über 1,8 bis 2,4 Sonnemassen, den Zusammenbruch des Neutronensterns zu einem Schwarzen Loch, voraus.

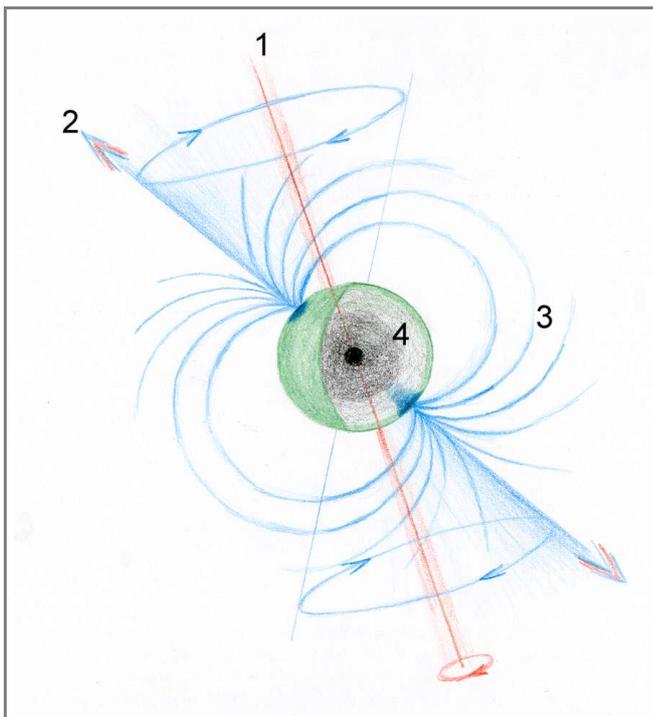


Abb.18
Der Neutronenstern als Pulsar

1. Rotationsachse
2. Achse des Magnetfeldes und Hauptrichtung der Strahlung
3. Magnetfeld
4. Neutronenstern, Dichte im Zentrum ca. 500.000.000 Tonnen/cm³, am äußersten Rand noch 10 Tonnen/cm³. Durch die Neigung der Magnetfeldachse gegen die Rotationsachse entsteht ein kreisender Strahl. Jedes Mal, wenn er auf einen Beobachter trifft, sieht dieser ein Aufleuchten. Da die Rotationszeit sehr kurz sein kann - bis zu Millisekunden, erscheint ohne zusätzliche Hilfsmittel ein kontinuierliches Leuchten.

Der Kollaps eines Sternes zum Neutronenstern oder gar Schwarzen Loch macht sich bis in weiteste Entfernungen als Supernova bemerkbar, welche für ein paar Tage die Leuchtkraft einer ganzen Galaxie erreichen kann. Es kann ein angeregter Nebel zurückbleiben, der etliche tausend Jahre sichtbar bleibt. Bekannte Beispiele sind M1 (der Krebsnebel) und NGC 6960, 6992-6995 (der Cirrusnebel).

Ein Neutronenstern kann sich dadurch bemerkbar machen, dass sein Licht sehr schnell pulsiert, man hat Werte bis zu Millisekunden festgestellt. Dies entsteht, wenn das Magnetfeld des Sternes stark gegen seine Rotationsachse geneigt ist. Da in Magnetfeldrichtung auch die stärkste Strahlung abgegeben wird, entsteht ein rotierender Strahl, der den Stern nur sichtbar werden lässt, wenn sein Licht den Beobachter streift. Die hohe Frequenz weist auf den geringen Durchmesser der Objekte hin (Abb.18).

7. Anmerkung zu den Entwicklungsmodellen

Die Beschreibung der genauen nuklearen Vorgänge war lange Zeit mit hohen Unsicherheiten verbunden. Für die Reaktionsraten kursierten sehr unterschiedliche Werte. Deswegen wird man in der Fachliteratur noch für Werte der Sterneigenschaften und ihrer Entwicklung unterschiedliche Angaben finden. Ich habe hier beispielhafte Daten angeführt, die, der Literatur folgend, auch unterschiedlich ausfallen können. (z.B. [1+2])

Man hat aber in den letzten Jahren bei der Bestimmung der Opazität der Sternmaterie, d.h. der Durchlässigkeit der Materie für Strahlung große Fortschritte gemacht. Dies ist wichtig um den Energietransport im Stern einschätzen zu können, denn unterschiedliche Werte können die Sternmodelle stark verändern.

Ein weiteres Problem besteht darin, den Massenverlust zu quantifizieren.

Die Schwierigkeiten liegen naturgemäß zumindest teilweise in den Beobachtungsmöglichkeiten. So können die Vorgänge nicht über die gesamte Zeitdauer beobachtet werden. Man beobachtet immer nur winzige Zeitabschnitte, die zu einem Ganzen zusammengefügt werden müssen.

Als weiteres Hindernis kann man die mangelnde Auflösung der vorhandenen Teleskope nennen. Dafür hat man mit Methoden der Asteroseismologie (Man misst Sternschwingungen, die Rückschlüsse auf den inneren Aufbau zulassen) und mit Neutrinomessungen einen gewissen Einblick in das Sterninnere erhalten können.

Teil B Planetarische Nebel verstehen

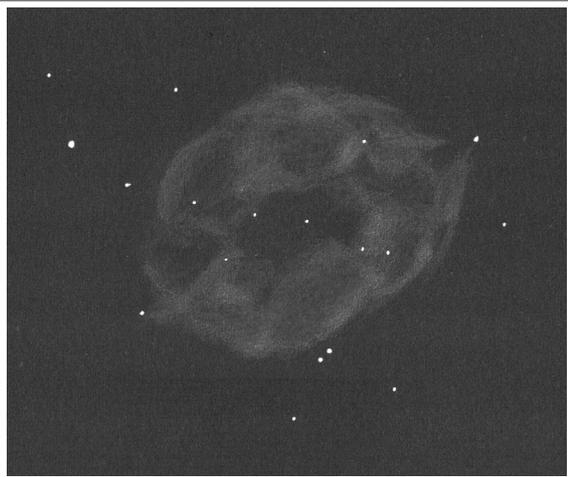


Abb.19

NGC 7293 gezeichnet am 36cm Newton mit [OIII]-Filter, Beobachtungsort Deutschland.

Nachdem wir uns nun ein wenig über den gesamten Lebensweg der Sterne klar geworden sind, wollen wir nun die ganz spezielle Phase des Planetarischen Nebels genauer betrachten. Nach dem vorher Besprochenen könnte man denken, dass Planetarische Nebel ungemein häufig auftreten sollten, da sie bei Sternen zwischen 0,8 und 8 Sonnenmassen ein übliches, wenn auch nicht zwingendes Entwicklungsstadium darstellen. Trotzdem sind im Vergleich zu der Unmenge der Sterne unserer Milchstraße nur etwa 5000 Planetarische Nebel zur Zeit bekannt (steigende Tendenz), ihre Gesamtzahl wird sehr unterschiedlich von 15.000 bis zu 50.000 geschätzt, was bei einer Anzahl von 100.000.000.000 Sternen in unserer

Heimatgalaxis doch sehr wenig erscheint. Die Relation rückt sich aber dann zurecht, wenn wir erkennen, dass Planetarische Nebel nur etwa 30.000 Jahre zu beobachten sind, was wiederum für ein Sternleben von 1.000.000.000 Jahren oder gar dem zehnfachen davon auch nicht sehr viel ist.

Die Einzigartigkeit als kurzer, auffälliger Wandlungspunkt in der Entwicklung eines Sternes macht Planetarische Nebel zu beliebten Zielobjekten für Amateurastronomen und Profis. Für die einen wegen ihres interessanten Aussehens durch Form und Farbe, für die anderen wegen ihrer Bedeutung für die Chemie unserer Milchstraße und des Verständnisses der Sternentwicklung oder auch als ausgelagertes physikalisches Forschungslabor.

1. Protoplanetarische Nebel

Sterne, die am Ende des AGB angelangt sind, haben den Massenverlust mit niedrigen Geschwindigkeiten weitgehend abgeschlossen. (Erst etwas später setzt dann oft ein bis zu 100fach schnellerer Sternwind ein.) Sie werden von der dichten Staub- und Gashülle umgeben, die der Stern auf dem AGB von sich abgestoßen hat. Diese Hülle dehnt sich mit 5-20km/sec aus. Der Staub kann so dicht sein, dass er den Stern im sichtbaren Licht völlig verdeckt. Im Infraroten oder mit Radiowellen dagegen ist er bei bestimmten Wellenlängen fast durchsichtig, weswegen hier der Stern deutlich zu sehen sein sollte. Ein extremes Beispiel dafür ist der Stern CW-Leonis, der es im sichtbaren Licht nur auf 19mag bringt. Im infraroten Licht aber ist er einer der hellsten Sterne des ganzen Himmels.

Man geht davon aus, dass der eigentliche Planetarische Nebel nicht einfach die Gas- und Staubhülle darstellt, die während der AGB Zeit ausgestoßen wurde und nun langsam in den umgebenden Raum diffundiert, sondern durch einen anderen Vorgang am Ende dieser Phase bedingt wird, welcher innere Bereiche der Materie der AGB Hülle beschleunigt, komprimiert und formt, denn

- die beobachteten Ausdehnungsgeschwindigkeiten von PN Hüllen sind größer als die der abgestoßenen AGB Materie.
- die gemessenen Dichte von PN Schalen ist höher als die der AGB Hüllen.
- viele PN haben gut begrenzte Schalenstrukturen während die zirkumstellaren Hüllen von AGB Sternen weiche, diffuse Strukturen aufweisen.

Entdeckung von Protoplanetarischen Nebeln

Innerhalb von nur etwa 100- 3000 Jahren [47] heizt sich nun der ehemals Rote Riese vom Ende des AGB wie oben beschrieben auf 30.000K auf, bis der Planetarische Nebel sichtbar wird.

Es ist die Frage, ob man Objekte aus dieser Übergangsphase beobachten kann, die dann als Protoplanetarische Nebel zu bezeichnen wären. Sie können noch keine Emissionslinien im Spektrum zeigen wie Planetarische Nebel, da ihre Temperatur zur Ionisation der umgebenden Gase noch nicht ausreicht. Wenn, dann ist nur reflektiertes Licht des Sternes mit kontinuierlichem Spektrum zu erwarten. Die Schwierigkeit liegt natürlich einmal in der zu erwartenden Seltenheit der Objekte. Die Zeitdauer der Proto-PN-Phase schätzt man auf nur etwa 10% der Gesamtlebensdauer von PN, womit diese Objekte zehn mal seltener zu erwarten sind als PN. Zum zweiten liegt das Problem in der Tatsache, dass die umgebende Hülle nicht nur noch nicht leuchtet, sondern auch noch das Licht des Sternes im sichtbaren Licht schluckt, der damit meist nur im Infrarotbereich erfassbar ist. Der abkühlende Staub der zirkumstellaren Hülle ist leider auch nicht mehr von der Erde aus zu beobachten, da seine Ausstrahlung im fernen Infrarot liegt, für welches unsere Erdatmosphäre nicht durchlässig ist. In der Polansicht kann man höhere Helligkeit bei fast sternförmigem Aussehen erwarten, während die Seitenansicht des PN wegen Absorption durch den Staubtorus (ringförmiger, äquatorialer Staubmantel) stark abgeschwächt werden sollte.

Professionelle Astronomen haben sich also mit Weltraumobservatorien wie dem Infrarotsatelliten IRAS auf die Suche nach Kandidaten gemacht und diese dann auch mit Radioteleskopen und der Infrarotkamera NICMOS des Hubble Weltraumteleskops (HST) genauer untersucht. So sind einige Objekte entdeckt worden, die mit hoher Wahrscheinlichkeit die Bezeichnung Protoplanetarischer Nebel verdienen. Für Amateurastronomen gibt es dabei auch einige Objekte, die erreichbar sind, wie der bekannte "Egg-Nebel" (GN 21.00.3) bei dem zum Beispiel eine Sterntemperatur von 6000K festgestellt wurde oder auch der sogenannte "Footprint" (Minkowski 1-92, Abb.21), der schon eine Temperatur von 20.000K aufweist und sich damit kurz vor der Ionisationsphase des Nebels befindet. Vergleiche von Archivaufnahmen des "Egg" aus den letzten 80 Jahren zeigen einen Helligkeitsanstieg um ca. 0.05mag/Jahr, ein Zeichen für eine schnelle innere Entwicklung. Ein weiterer Kandidat trägt die Bezeichnung "Frosty Leo", da er sich im Sternbild Löwe befindet und eine sehr kalte Staubhülle besitzt (Abb.20).

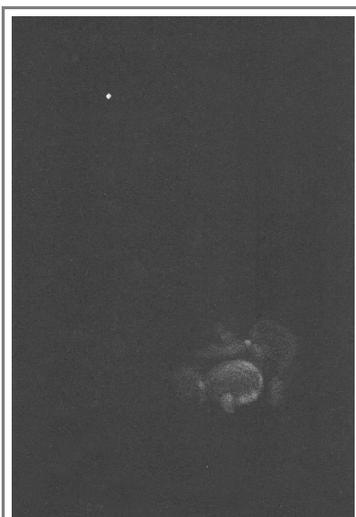


Abb.20
Frosty Leo am 36cm Newton
bei 740x

Schon in einem Amateurteleskop von 30cm Durchmesser lassen sich bei Vergrößerungen ab 400x einige Eigenschaften dieser Nebel bestimmen. Charakteristisch ist ein Staubband, welches den zentralen Stern für Beobachteraugen verdeckt. Senkrecht zum Staubband erstreckt sich jeweils ein Bogen oder Trichter leuchtenden Materials und erzeugt ein bipolares Erscheinungsbild.

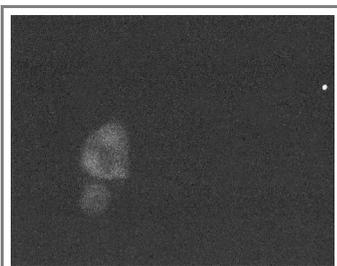


Abb.21
Mi 92, "Footprint", Newton
36cm.

Räumlich umgesetzt bedeutet das Staubband einen dichten, dicken Staubring, der sich um den Stern legt. Durch die Öffnungen des Ringes leuchtet das Licht des Sternes die an den Polen ausgestoßenen Materie an. Diese ist unter anderem durch Magnetfelder des Sternes in die vorher genannten Formen gezwungen worden, was sich dadurch nachweisen lässt, dass man die Polarisation des Nebellichtes überprüft. Liegen die Materieteilchen in einer Richtung regelmäßig angeordnet, wie es in einem Magnetfeld zu erwarten ist, polarisieren sie das auftreffende Licht. Im Falle des "Egg-Nebels" ist dies mit einem einfachen Polarisationsfilter im Amateurteleskop ab 30 cm ganz deutlich zu erkennen (Abb.22). Der "Footprint" soll dies in Fernrohren ab 62 cm Öffnung erkennen lassen [7].

Aufnahmen mit dem HST enthüllen noch weitere Details, wie zum Beispiel ringartig erscheinende (räumlich gesehen also sphärische), ineinandergeschachtelte Strukturen, die nicht mit den Heliumschalenblitzen (thermischen Pulsen) am Ende des AGB in Verbindung gebracht werden können, da ihre zeitliche Abfolge im Bereich von 150 bis 500 Jahren einzuschätzen ist, während die Zeitdauer eines thermischen Pulses mit mindestens 10.000 Jahren eingestuft wird (Abb.23). Die Ursache für diese sphärischen Schalen bleibt bisher ungewiss.

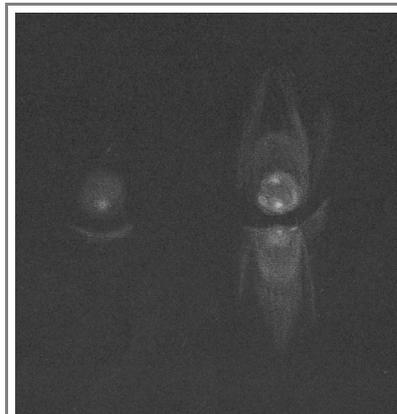


Abb.22
GN 21.00.3, "Egg-Nebel",
Newton 36cm. Polarisationsfilter-
richtung im Bild:

senkrecht waagrecht

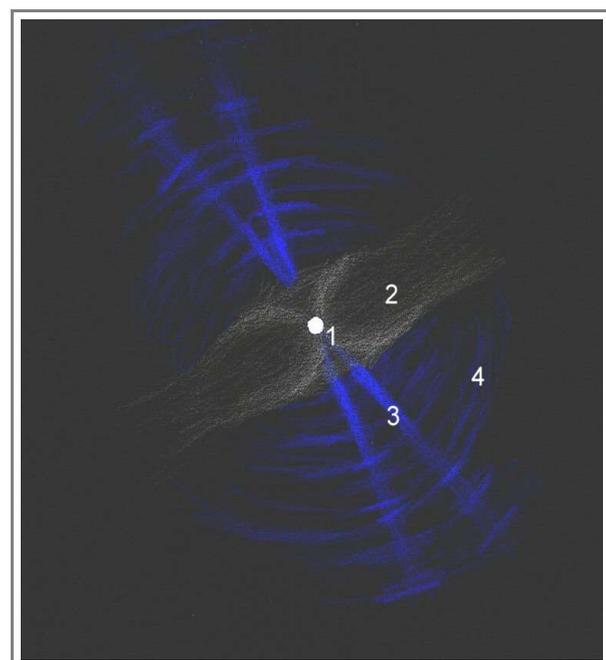


Abb.23
Schema eines Protoplanetarischen Nebels

- 1 = Zentralstern, verborgen hinter der Staubscheibe.
- 2 = Staubscheibe von der Kante her gesehen.
- 3 = Lichtstrahlen, die durch das polare Loch der Staubscheibe dringen.
- 4 = In Wellen von wenigen hundert Jahren abgestoßene Materie. Ursache bisher unbekannt.

2. Der Planetarische Nebel beginnt zu leuchten

Die Situation ändert sich dramatisch, wenn der Stern sich auf etwa 30.000K aufgeheizt hat. Er strahlt ab dieser Temperatur so kurzwelliges und damit energiereiches Licht ab, dass er in der Lage ist, den Nebel nicht nur anzuleuchten, wie es beim Protoplanetarischen Nebel der Fall war, sondern die Nebelbestandteile zu ionisieren, indem Elektronen abgespalten werden, die sich für eine gewisse Zeit frei bewegen können. Es bilden sich nun ionisierte atomare, molekulare und feste Partikel. Für das Leuchten sind aber nur die atomaren Anteile verantwortlich. Die Temperatur von 30.000K liefert genug Ionisationsenergie, um Wasserstoff in größeren Mengen zu ionisieren, so dass es zum Leuchten der Nebelhülle kommt. Je höher die Temperatur des Sternes wird, um so mehr chemische Elemente kann er immer stärker ionisieren. Daraus folgende atomphysikalische Prozesse, denen wir uns gleich nähern wollen, lassen das so entstandene Plasma aufleuchten. Je weiter die ultraviolette Strahlung den Nebel durchdringen kann, um so mehr Bereiche des Nebels leuchten dadurch. Innerhalb von 100 Jahren ist der größte Teil der Gasmassen des PN ionisiert. Besonders die Bereiche des Staub-Gasringes sind anfangs noch so dicht, dass die UV-Strahlung in ihnen versackt. Nach außen hin leuchten sie damit noch nicht. Deswegen erscheinen viele junge Planetarische Nebel je nach Blickwinkel im Anblick ähnlich bipolar geformt, wie Protoplanetarische Nebel.

Die Gesamtmasse des leuchtenden Nebels beträgt nur wenige Bruchteile von Sonnenmassen und stellt damit nicht den Hauptteil der auf dem AGB abgegebenen Masse dar.

Wodurch leuchten Planetarische Nebel?

Hier soll es etwas in die Atomphysik gehen, ohne dabei zu formal zu werden.

In Planetarischen Nebeln herrschen Bedingungen, die hier auf der Erde nicht nachzuvollziehen sind. Die mittlere Teilchendichte im Nebel liegt je nach Entwicklungszeitpunkt bei etwa 10.000 Teilchen (Ionen und Elektronen) pro Kubikzentimeter. Wem das viel erscheint, dem der Hinweis, dass ein im irdischen Labor erzeugtes Hochvakuum 10.000 mal so viele Teilchen enthält. Man kann also mit Recht ungewöhnliche Vorgänge erwarten, weswegen sich auch die Atomphysiker sehr für diese Nebel interessieren.

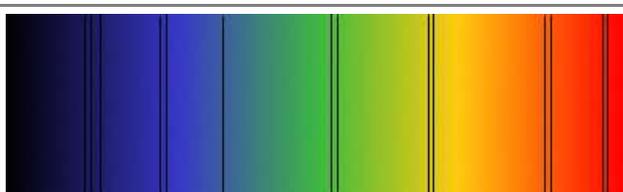


Abb.24a Schematisches Sternspektrum
Man erkennt den kontinuierlichen Verlauf und einige dunkle Absorptionslinien.



Abb.24b Schematisches Spektrum eines PN
Das Spektrum besteht aus einzelnen Emissionslinien.

Vom Licht eines Sternes unterscheidet sich das eines PN dadurch, dass es (fast) nicht als kontinuierliches farbiges Band erscheint, wenn man es mit einem Spektrographen zerlegt, sondern dass es vorwiegend aus einzelnen leuchtenden Linien, sogenannten Emissionslinien besteht (Abb.24a+b). Um diese Linienemission zu verstehen, ist es wichtig, ein wenig vom Aufbau der Atome zu wissen.

Der Nebel wird ionisiert

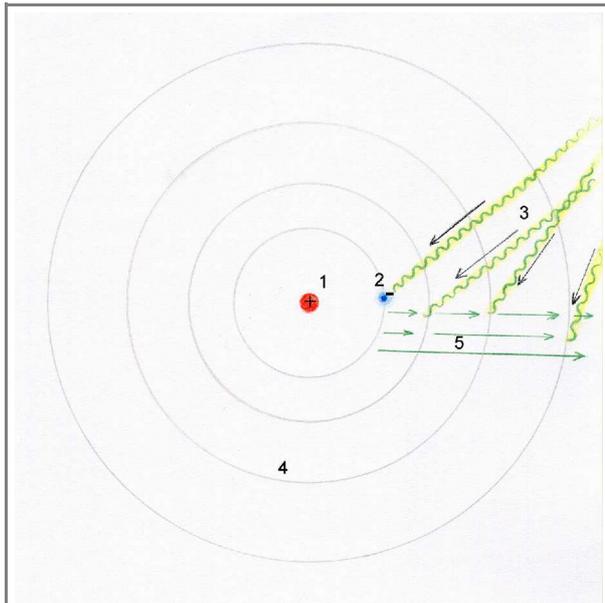


Abb.25
Schema der Anregung eines Wasserstoffatoms durch UV-Strahlung

- 1 = Positiv geladener Atomkern, bestehend aus einem Proton
- 2 = Negativ geladenes Elektron, welches die Ladung des Kernes ausgleicht
- 3 = Einfallendes ultraviolettes Licht
- 4 = Einige mögliche Anregungsstufen des Elektrons
- 5 = Verschiedene Sprünge, die das Elektron auf höhere Energieniveaus machen kann. Sprünge, die innerhalb möglicher Energieniveaus des Atoms stattfinden, nennt man gebunden-gebunden Übergänge. Sprünge, die das Elektron vom Atom lösen, werden gebunden-frei Übergänge genannt.

Aus der Schule wird jeder noch das Bohr'sche Atommodell kennen. Im Zentrum des Atoms befindet sich, sehr vereinfacht ausgedrückt, ein Kern aus neutralen Neutronen und positiv geladenen Protonen. Darum stellt man sich auf bestimmten Bahnen den Aufenthalt negativ geladener Elektronen vor, welche in gleicher Zahl, wie die Protonen im Kern vorliegen und damit deren Ladung neutralisieren. (Auch wenn dies nur ein einfaches Modell von Atomen darstellt, hilft es doch sehr die Vorgänge anschaulich zu machen.) Diese Elektronenbahnen liegen nicht in beliebigen Abständen zum Atomkern, sondern können normalerweise nur ganz bestimmte (sog. diskrete) Werte annehmen. Auf jeder dieser Bahnen besitzen die Elektronen einen bestimmten (diskreten) Energiewert. Dieser ist je höher, um so weiter die Elektronenbahnen außen liegen, wobei aber die Energiedifferenz nach außen hin immer kleiner wird. Dies liegt daran, dass das Kraftfeld des Protons mit dem Quadrat des Abstandes kleiner wird, die Radien der möglichen Bahnen aber quadratisch größer werden. Die anziehende Wirkung der Protonen auf die Elektronen nimmt entsprechend ab.

Man kann sich also vorstellen, dass Elektronen durch Energiezufluss von außen von ihrem angestammten Grundzustand diese stufenartigen Intervalle (der Elektronenbahnen) wie auf einer

Treppe (die innen höhere Stufen hat als außen) emporsteigen, bis sie nicht mehr vom Atomkern festgehalten werden können und frei sind. Der Kern ist damit ionisiert und besitzt positive Ladung, so wie das Elektron nun seine negative Ladung alleine herumträgt. Bei Planetarischen Nebeln können sich das Elektron und der ionisierte Atomkern eine gewisse Zeit frei im Raum bewegen, ohne gleich auf ein anderes Teilchen der jeweils entgegengesetzten Ladung zu stoßen und durch gemeinsame Verbindung die Ladung auszugleichen, was sie unter irdischen Bedingungen sofort tun würden (Abb.25).

Es ist die Frage, welche Art von Energie es denn bewerkstelligen könnte, die Elektronen in höhere Bahnen um das Atom zu zwingen und sie sogar dem Atom zu entreißen. Diese Quelle finden wir im Zentralstern des Nebels. Wir haben oben erfahren, dass die Nebelmassen, wenn der Stern sich noch auf dem AGB befindet und zur Zeit der Protoplanetarischen Nebel nur eine verdeckende Wirkung besitzen, keineswegs selber leuchten. Erst wenn der Stern eine Oberflächentemperatur von über 30.000K erreicht hat, kann seine Strahlung die Ionisation beginnen. Es handelt sich dabei um Ultraviolette Strahlung, die erst bei dieser Temperatur die nötige hohe Energie und damit die nötigen kurzen Wellenlängen erzeugt. Je heißer der Stern wird und je kürzer die Wellenlängen werden, um so

energieforderndere Atome könne ionisiert werden. Diese Art von Ionisation durch Licht nennt man Photoionisation. Am einfachsten geschieht dies beim Wasserstoff, beim Helium wird schon vierfach höhere Energie und damit entsprechend kürzere Wellenlängen gebraucht. Wasserstoff besitzt nur ein Elektron, welches ihm genommen werden kann, Helium zwei. Sauerstoff besitzt auf der Außenschale des Atoms sogar 6 Elektronen. Die harte UV-Strahlung des Sternes kann es indirekt schaffen ihm zwei oder gar drei Elektronen auf eine der äußeren möglichen Elektronenbahnen des Atoms zu katapultieren oder zu entreißen (der Sauerstoff ist dann zweifach und dreifach ionisiert). Dies geschieht durch den Zusammenstoß sehr energiereicher freier Elektronen mit den äußeren Elektronen des Sauerstoffatoms. Hier handelt es sich damit um Stoßanregung (Abb.26).

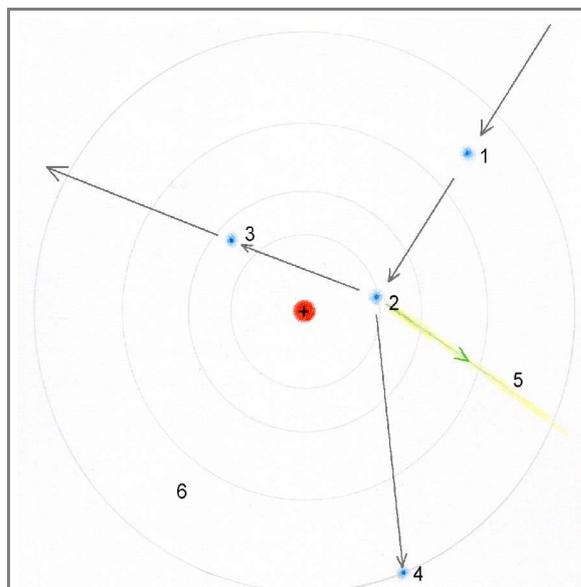


Abb. 26
Schema der Anregung eines Wasserstoffatoms durch Elektronenstöße
 + = Wasserstoffatomkern (Proton)
 1 = Von außen auftreffendes Elektron.
 2 = Elektron des Wasserstoffs, welches von dem eintreffenden Elektron getroffen wird.
 3 = Das auftreffende Elektron verlässt das Proton mit neuer Bewegungsrichtung und verminderter Energie.
 4 = Das getroffene Elektron kann auf ein höheres Energieniveau gehoben werden, wobei ein Photon (Lichtteilchen) abgegeben wird (5), welches je nach Niveau eine genau bestimmte Wellenlänge besitzt. (gebunden-gebunden Übergang) Das Elektron kann aber auch das Proton ganz verlassen, die entstehende Wellenlänge des abgegebenen Photons ist unbestimmt. (gebunden-frei Übergang)
 5 = Abgegebenes Photon.
 6 = Mögliche Energieniveaus des Elektrons

Das Leuchten entsteht

Nun sind die Atome zwar ionisiert, ein Leuchten des Nebels ist damit aber noch nicht eingetreten. Dieses entsteht erst, wenn Elektronen sich wieder mit freien Ionen verbinden. Nach einiger Zeit treffen freie, ionisierte Teilchen unweigerlich wieder auf ein passendes Gegenstück (Elektron auf ionisiertes Atom). Die beiden Teilchen ziehen sich durch die entgegengesetzten Ladungen naturgemäß an, wenn sie sich nahe genug kommen. Um sich aber wieder in das Atom einzufügen (zu rekombinieren), hat das Elektron noch viel zu viel Energie, es muss also erst einmal eine bestimmte Energiemenge abgeben und dies tut es in Form von Licht. Die Wellenlänge des abgegebenen Lichtes ist abhängig davon, in welche Bahn um den Atomkern, das Elektron sich einklinkt und welchen Energiezustand es vorher hatte. Diese Wellenlänge aus diesem sogenannten frei-gebunden Übergang ist damit von Elektron zu Elektron sehr unterschiedlich. Hier entstehen keine Emissionslinien im Spektrum, sondern ein kontinuierlicher Farbverlauf in einem begrenzten Spek-

tralbereich, der auch zum Teil im sichtbaren Licht liegen kann. Nun steigen die Elektronen aber die Stufen der möglichen Elektronenbahnen weiter hinunter, bis sie den angestammten Grundzustand wieder erreicht haben. Zwischen diesen Stufen liegen, wie vorher beschrieben, bestimmte Energiewerte. Dies hat zur Folge, dass das Elektron um hinabzusteigen immer je nach Stufenabstand ganz bestimmte Energiemengen abgeben muss, was es in Form von Lichtquanten tut (Abb.27). Die ganz bestimmte Energiemenge steht genauso für eine bestimmte Lichtwellenlänge. Damit sind wir endlich bei unserem Linienspektrum angekommen. Jede Linie entspricht ja einer Lichtwellenlänge und diese wird also bei dem Abstieg des Elektrons auf den möglichen Bahnen um das Atom erzeugt. Da der Abstieg einige mögliche Stufen auch überspringen kann und so in vielen Varianten möglich ist, entstehen für jedes Atom oder Ion mehrere verschiedene Emissionslinien, die sich an verschiedenen Stellen des Spektrums wiederfinden.

Emissionslinien

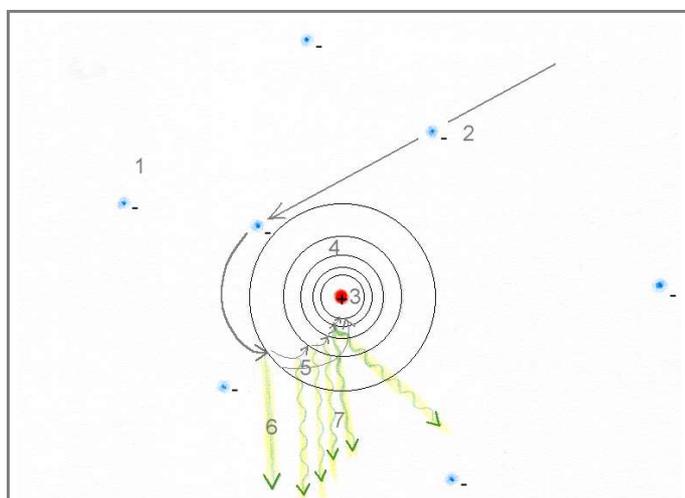


Abb. 27
Schema Rekombination am Wasserstoffatom

- 1 = Freie Elektronen
- 2 = Elektron, welches vom Atomkern eingefangen wird.
- 3 = Atomkern (Wasserstoffion)
- 4 = Einige mögliche Energieniveaus auf denen das Elektron sich mit dem Atomkern verbinden (rekombinieren) kann.
- 5 = Das Elektron kann sich je nach Anfangsenergie, Auftreffpunkt- und -richtung in unterschiedlichen Sprüngen mit dem Proton (Wasserstoffion) verbinden.
- 6 = Beim frei-gebunden Übergang entsteht ein Lichtquant, dessen Wellenlänge von den in 5 genannten Bedingungen abhängt. Deswegen erzeugt jede frei-gebundene Rekombination eine unterschiedliche Wellenlänge und damit entsteht durch viele solcher Übergänge ein kontinuierliches Spektrum. Da dieses vorzugsweise außerhalb des sichtbaren Bereiches vorgeht, ist visuell kaum ein kontinuierliches Leuchten zu beobachten.
- 7 = Bei gebunden-gebunden Übergängen, das heißt, bei Sprüngen des Elektrons über mögliche Energieniveaus im Atom, werden genau definierte Wellenlängen erzeugt. Dabei ist jeder möglichen Sprungweite eine bestimmte Wellenlänge zugeordnet. So entstehen die beobachteten Emissionslinien. Aus Gründen der Vereinfachung steht hier nur das Modell der Wasserstoffrekombination. Der Ablauf im Sauerstoff, welcher die hellsten visuellen Linien eines PN erzeugt, liegt komplizierter aber im Prinzip ähnlich.

Die Bezeichnungen der Linien sind etwas gewöhnungsbedürftig. Für Wasserstoff gibt z.B. es die Bezeichnungen $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, welche für bestimmte Übergänge des Elektrons im Atom stehen. Für Sauerstoff sind es die Bezeichnungen OI für Übergänge im neutralen Sauerstoff, OII für Übergänge im einfach ionisierten Sauerstoff und OIII für diejenigen im zweifach ionisierten Sauerstoff usw. Diese werden nicht in α , β , γ usw. eingeteilt, es gibt einfach mehrere dieser Linien, die nach ihrer Wellenlänge unterschieden werden. Das selbe gilt für alle anderen Elemente außer Wasserstoff (weitere Beispiele NIII, zweifach ionisierter Stickstoff; HeII, einfach ionisiertes Helium).

Wer sich schon etwas mit Planetarischen Nebeln beschäftigt hat, weiß dass es bestimmte Linien gibt, die von der Fachwelt als verboten bezeichnet werden und deren Bezeichnung dann in eckige Klammern gesetzt wird wie z.B. die Linie des zweifach ionisierten Sauerstoffs [OIII]. Die Bezeichnung "verboten" weist darauf hin, dass die Elektronenübergänge, welche diese Linien erzeugen, unter irdischen Bedingungen nur so kurz existieren, dass sie praktisch nicht beobachtbar sind (im Bereich von 1/1.000.000 bis

1/100.000.000.000.000 sec). Sie bestehen in normalerweise nicht möglichen Zwischenstufen der Elektronenschalen um das Atom, die aber durch besondere Strahlungseigenschaften einiger Elektronen (in diesem Fall quadrupolar statt bipolar normalerweise) denkbar sind. Die Bedingungen dafür finden sich in der extrem verdünnten Hülle eines PN. Hier können diese sogenannten metastabilen Niveaus von mehreren Sekunden bis zu Tagen existieren, damit deutlich beobachtbare Linien im Spektrum erzeugen und sogar die Strahlung des PN dominieren wie im Fall der [OIII]-Linien. (Auch wenn die [OIII]-Linien bei 500,67nm und 495,90nm im sichtbaren Teil des Spektrums von PN meist sehr dominant sind, stellt der Sauerstoff nur einen kleinen Teil der Nebelmasse dar.)

Die direkte Strahlung des Zentralsterns des PN ist zu energiereich um diese metastabilen Übergänge anzuregen, deswegen geht man in diesem Fall davon aus, dass die Anregung durch direkte Stöße freier Elektronen, welche vorher durch die starke Strahlung des Sternes erst erzeugt worden sind, geschieht. Die Anregung verläuft also sozusagen über einen Umweg.

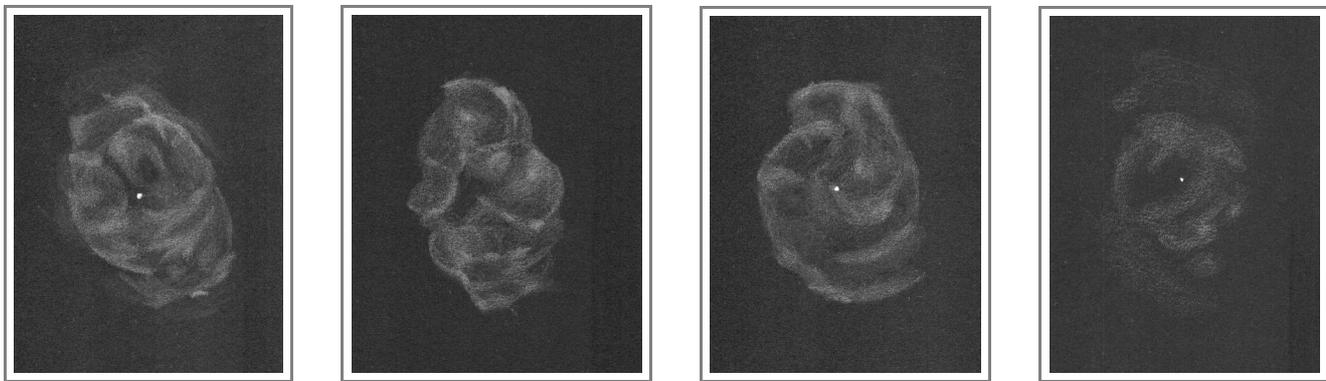


Abb.28a

28b

28c

28d

NGC 6543, 36cm Newton, Beobachtung mit...

- a) ohne Filter
- b) [OIII]-Filter
- c) H β -Filter
- d) Hell-Filter

Zu beachten ist die Dämpfung des Lichtes durch die Linienfilter, wodurch Details und schwache Partien des Nebels verloren gehen.

Anregungsklassen

Man kann ein Maß für die Anregung eines PN finden, indem man die Verhältnisse bestimmter Emissionslinien zueinander bestimmt. Der Anregungsgrad steht dabei auch für eine bestimmte Temperatur des Zentralsternes. Hierzu ist gut das Verhältnis der doppelten [OIII]-Linien (495,9nm + 500,67nm) zu der HeII-Linie (468,6 nm) geeignet, welche je nach Temperatur des Zentralsternes und damit Anregung des PN in einem bestimmten Verhältnis zueinander stehen. Ebenso kann man das Verhältnis der HeII-Linie (468,6nm) zu H β (486,13nm) zur Bestimmung der Anregung verwenden, wobei aber beachtet werden muss, dass HeII nicht im selben Bereich des PN auftritt wie H β , nämlich immer weiter innen beim Zentralstern, da hier die Strahlung die nötige, höhere Energie zur Anregung von HeII besitzt. Nicht alle Zentralsterne bringen aber diese Energie überhaupt auf,

in solchen Fällen benutzt man das Verhältnis von dem [OIII]-Doublett zur H β -Linie. Dies ist aber nur möglich, wenn die HeII-Linie wirklich nicht auftritt. Folgende Tabelle nach [21] gibt eine Einteilung mit Angabe eines Verhältniswertes dazu einige Beispiele Planetarischer Nebel für die jeweilige Klasse.

Anregungsklasse	1	2	3
	niedrig	niedrig	niedrig
$F([\text{OIII}]1+[\text{OIII}]2) / F(\text{H}\beta)$	0-4	4-10	10-15
ZS Temperatur K ca.	25.000		
Planetarischer Nebel	IC 418 BD 30°3639 Cn 3-1 M 2-24	IC 4997 IC 4593 IC 3568 IC 2149	NGC 3132 NGC 3568

Anregungsklasse	4	5	6	7
	mittel	mittel	mittel	mittel
$\log- F([\text{OIII}]1+[\text{OIII}]2) / F[\text{HeII}]$	2,7	2,5	2,3	2,1
ZS Temperatur K ca.	42.000	46.000	50.000	55.000
Planetarischer Nebel	NGC 6210 NGC 6790 NGC 6891	NGC 6543 NGC 6803 IC 4406	NGC 6894 IC 5217	NGC 6565 NGC 6572 NGC 7009 IC 5117

8	9	10	11	12	12+
mittel	hoch	hoch	hoch	hoch	hoch
1,9 63.000	1,7 71.000	1,5 90.000	1,2 120.000	0,9 170.000	0,6 380.000
NGC 1514 NGC 1535 NGC 3578 Hu 1-1	NGC 7026 NGC 3918 NGC 2346 NGC 6741	NGC 7027 NGC 7662 NGC 6445 NGC 2452	NGC 2792 NGC 2818 NGC 6537 NGC 6804	NGC 246 NGC 2022 NGC 4361 NGC 7094	A 15 A 20 A 36 K 1-14

(Anmerkung: Andere Autoren können mit anderen Methoden zu unterschiedlichen Ergebnissen kommen)

Ein direkter Bezug zur Helligkeit des PN oder zu seiner Größe ist nicht festzustellen. Da in den letzten Jahren für Amateure H β – und [OIII]-Filter erhältlich geworden sind, lässt sich zumindest dieses Verhältnis auch visuell zumindest qualitativ recht einfach feststellen. Dies haben praktische Beobachtungen belegt. Ein HeII-Filter fehlt bisher leider auf dem Amateurmarkt und wäre höchst wünschenswert (Abb.28d).

Beobachtbare Emissionslinien in PN

Insgesamt sind z.B. im Spektrum von NGC 7027 etwa 1000 Emissionslinien gefunden worden. Nachstehend eine Tabelle, nach [1] und [23 *kursiv*], in der ausgewählte Spektrallinien und ihre Stärke verschiedener PN im Verhältnis zu H β = 100 aufgelistet werden.

Intensitäten von Emissionslinien Planetarischer Nebel

Wellenlänge in nm	Ion	NGC 7027	NGC 7662	NGC 2440	NGC 6572	IC 418
673.1	[SII]	10		14	2.2	5
671.7	[SII]	4		8	1.1	2.4
667.80	He I	20	4	8	20	12
658.4	[N II]	190	8	1236	62	178
656.3	H α	420	282	464	297	410
654.8	[N II]	90	-	230	40	110
636.38	[O I]	20	-	30	8	5
631.13	[S III]	15	4	12	6	4
630.01	[O I]	40	0.9	70	15	8
623.26	[K IV]	3	1	2?	-	-
608.59	[Fe VII]	5	-	-	-	-
587.56	He I	20	13	12	18	13
575.49	[N II]	20	1.5	50	12	12
572.00	[Fe VII]	4	-	-	-	-
557.73	[O I]	3	2	6	2	3
542.6	[Fe VI]	1	1	4	-	-
541.15	He II	12	12	25	0.8?	-
533.46	[Fe VI]	1.5	1.5	—	-	-
523.27	[Fe VI]	1	1.5	3	-	-
519.91	[N I]	3	-	30	2	3
517.8	[Fe VI]	2	1.5	5	-	-
515.96	[Fe VII]	2	-	-	-	-
500.67	[O III]	1190	1200	1790	1070	149
495.90	[O III]	430	425	370	399	50
492.20	He I	3	3	4?	4	3
486.13	Hβ	100	100	100	100	100
474.00	[A IV]	7	12	12	3	-
468.60	He II	41	17	61	1	-
454.16	He II	1.5	3	4	-	-
447.16	He I	5	5	5	10	4
438.79	He I	0.8	0.9	1	1.5	1.5
436.32	[O III]	15	18	22	9	0.2
434.04	H γ	20	40	30	35	25
419.99	He II	1	3	1.5	-	-
410.17	H δ	12	25	30	30	20
409.76	N III	2	3	5	1	-
407.63	[S II]	2	0.7	2	1.5	1.5
406.89	[S II]	5	2.0	6	3	4
402.61	He II	2	5	5	4 He I	3 He I
397.01	H ϵ	8	20	15	15	15
396.74	[Ne III]	15	25	30	25	0.6?
392.38	He II	0.8	1.5	-	-	-
388.88	H	7	25	20	15	15
386.87	[Ne III]	40	60	60	50	3
383.54	H	3	10	10	6	6
375.03	H	2	4	-	3	-
372.88	[O II]	4	5	30	6	20
372.61	[O II]	8	8	50	12	50

Die Spektrallinien, welche besonders zur visuellen Beobachtung geeignet sind, wurden hervorgehoben. Es handelt sich in erster Linie um die [OIII]-Linien bei 500.67 und 495.90 nm, für welche heute auch Amateurastronomen schmalbandige Filter erhältlich sind, die nur diese beiden Linien gemeinsam passieren lassen und den Rest des gesamten Spektrums unterdrücken. Da in den meisten Fällen der Hauptteil der Strahlung eines PN in diesen Linien abgegeben wird, ergibt sich durch den Einsatz dieser Filter ein sehr guter Beobachtungscontrast. Man sieht aber nur den Anteil zweifach ionisierten Sauerstoffs im Nebel, weswegen diese Filter zwar bei aufgehelltem Himmel sehr hilfreich sind, bei sehr dunklem Himmel aber eher stören, wenn man nicht gezielt die [OIII]-Eigenschaften des Nebels beobachten will. Die ebenfalls verbreiteten H β -Filter, welche auf die Linie von 486.13 nm zentriert sind, nehmen zwar viel Licht des PN weg, machen es aber möglich, die H β Struktur zu beobachten.

Eine breitbandigere Filtervariante, die oft unter der Bezeichnung UHC-Filter vertrieben wird, fasst benachbarte [OIII]- und H β -Linien zusammen und erzeugt einen guten Beobachtungscontrast. Physikalische Aussagen lassen sich damit aber nicht treffen.

Leider sind auf dem Amateurmarkt keine HeII-Filter zu erschwinglichen Preisen erhältlich, sonst wäre in der 468.6 nm Linie eine Beurteilung des Anregungszustandes des PN möglich. Außerdem ist oft eine dem [OIII] und H β sehr verschiedene räumliche Helligkeitsverteilung zu erwarten.

3. Wie entwickeln sich Planetarische Nebel ?

Da man leider die gesamte Entwicklung eines einzelnen PN nicht direkt verfolgen kann, sie beansprucht astronomisch kurze und menschlich lange 30.000 - 50.000 Jahre, ist man darauf angewiesen, sozusagen einzelne Schnappschüsse aus dem Leben verschiedenster PN miteinander zu vergleichen und daraus eine Entwicklungsgeschichte zu rekonstruieren. Nur kleine Entwicklungen lassen sich manchmal auch innerhalb weniger Jahre auf hochaufgelösten Fotos feststellen. Will man aber den gesamten Verlauf konstruieren, geht man mit einigen Grundproblemen belastet an den Start.

Zum ersten ist es bisher kaum gelungen, die Entfernung Planetarischer Nebel in unserer Milchstraße zu messen. Damit ist auch in den meisten Fällen die wahre Ausdehnung und absolute Helligkeit nicht bekannt.

Man versucht sich dadurch zu behelfen, dass man Planetarische Nebel in den nahen Magellanschen Wolken untersucht, die alle in etwa die gleiche bekannte Entfernung haben. Leider sind sie für eine genaue Studie höchstens dem HST zugänglich.

Zum zweiten sind Planetarische Nebel räumliche Körper, von denen nur eine Ansicht zu sehen ist. Es ist nicht immer einfach, den gesamten Körper aus der einen Ansicht herzuleiten.

Zum dritten entstehen Planetarische Nebel nach der Theorie aus Sternen von 0,8 bis 8 Sonnenmassen und unterschiedlicher Zusammensetzung. Zusätzlich können noch ein Begleitstern und nicht zu beobachtende Planeten vorhanden sein. Die Ausgangsbedingungen sind also ziemlich unterschiedlich und sollten auch zu unterschiedlichen Eigenschaften der Planetarischen Nebel führen.

Für die groben Strukturen nimmt man folgende Entstehungszeiträume als Richtwerte an.

- Halo, bis zu mehrere 10.000 Jahre
- Dichte, innere Nebelschale mehrere 1000 Jahre
- Mögliche Jets, mehrere 100 Jahre
- totale Lebenszeit des PN, bis zu 50.000 Jahre

Klassifikation nach dem Erscheinungsbild

Es gibt verschiedenste Modelle, Planetarische Nebel zu klassifizieren, von denen sich in der Fachastronomie keines allgemein durchgesetzt hat, da sie einfach zu viele Mängel aufweisen. Ein neueres Beispiel aus [5] sei hier gegeben (Abb.29):

R = runder PN.

E = elliptischer PN ohne deutliche Abweichungen von der 2-Achsen Symmetrie.

B = bipolarer PN besitzt 2 Bögen (engl. Lobes), die durch eine eingeschnürte Taille verbunden sind. Anordnung in 2 Achsen.

Q = Quadrupolarer PN zeigt eine Taille und 2 Paare von Bögen (Lobes)

P = punktsymmetrischer PN zeigt Strukturen, die zum geometrischen Zentrum symmetrisch sind.

Zusätzliche Eigenschaften werden durch Beifügung von Abkürzungen mit kleine Buchstaben kenntlich gemacht.

s = innere Struktur

m = multiple Schalen

a = Ansen (Henkelartige Strukturen, die Ausläufer von NGC 7009 werden ebenfalls als Ansen bezeichnet)

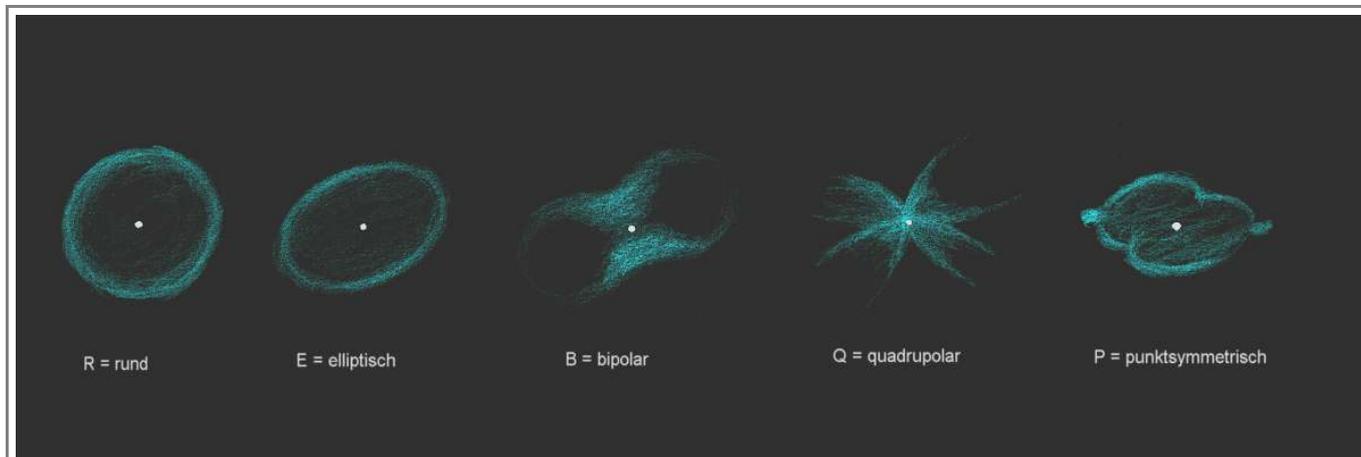


Abb.29

Beispiel einer Klassifikation nach dem Erscheinungsbild

Man sieht sofort die Schwäche dieses Systems, welches auch in anderen Varianten manchmal verwendet wird. Die Beschreibung erfolgt ohne Rücksicht auf die Orientierung des PN im Raum. Es wird nur der zweidimensionale Anblick von der Erde aus beschrieben. Räumlich könnten für einen PN mehrere dieser Klassifizierungen zutreffen. Auch sind die Schemata so stark idealisiert, dass sie nur in wenigen Fällen genau zutreffen. Diese Ordnung sagt dazu gar nichts über physikalische Eigenschaften oder den Entwicklungsgrad des PN aus.

Deswegen sollen an dieser Stelle auch keine Klassifizierungen angeboten, sondern nur Modelle möglicher Entwicklungen aufgezeigt werden, die aber auch als Modelle mit Vorbehalt zu betrachten sind.

Wie entsteht die Form eines Planetarischen Nebels?

Das Aussehen Protoplanetarischer Nebel haben wir oben schon kennen gelernt. Es handelt sich um einen dichten Staubring, der den Zentralstern auf äquatorialer Ebene umgibt. An den Polen dringt das Licht des Zentralsternes durch die dort dünneren Nebelmassen und lässt so eine bipolare Struktur erscheinen. Es ist nun keineswegs klar, ob diese Form unbedingt für alle Protoplanetarischen Nebel zutrifft, da man die bekannten Exemplare nicht im Raum rotieren kann, um sie von allen Seiten zu betrachten. Und natürlich geben auch Bipolare Nebel, die zum Beispiel eine Sanduhrform aufweisen, je nach Raumlage ein sehr unterschiedliches Bild ab. Im Extremfall, wenn man direkt auf eine Polseite blickt, wird man ein annähernd rundes Gebilde vor sich haben.

Da aber die bipolare Form in vielen Kandidaten für Protoplanetarische Nebel zu erkennen ist, soll sie hier auch als Entwicklungsbeginn stehen.

Einflüsse auf die Formbildung



Abb.30

Einige mögliche Einflüsse auf die Formbildung von Planetarischen Nebeln

- 1 = Doppelsternpartner
- 2 = Kurzzeitige Ausströmungen
- 3 = Magnetfeld
- 4 = Schneller Sternwind (2000 bis 4000km/sec)
- 5 = Präzessierende, bipolare Jets
- 6 = Staubtorus aus der AGB Zeit des Sternes
- 7 = Langsamer Sternwind (ca. 20 - 25 km/sec)
- 8 = Interstellare Materie

Wenn der Massenverlust eines Roten Riesen kugelsymmetrisch ablaufen und keine weiteren Einflüsse auf den Nebel wirken würden, könnte man eine kugelsymmetrischen PN erwarten. Dies ist in der Praxis aber sehr unwahrscheinlich. Die wenigen wirklich runden PN, die beobachtet werden können, lassen sich auch mit perspektivischen Effekten erklären.

Damit stellt sich die Frage, welche Ursachen die tatsächlich beobachteten Formen von PN haben. Etliche Einflüsse sind, verschieden kombiniert, denkbar (Abb.30):

- Materie, die aus der Bildungszeit des Sternes übrig ist, kann wie z.B. der Kuiper Gürtel um unsere Sonne äquatorial verteilt sein und einen entsprechenden Einfluss ausüben.

- Materie wird, durch die Sternrotation bedingt, während der AGB Phase und später vorwiegend achsensymmetrisch ausgestoßen.

- Die Materie ist am Ende vom AGB Stern schneller und stärker in der Äquatorebene ausgestoßen worden. Dies ist sehr einfach dadurch zu begründen, dass die Fliehkräfte eines rotierenden Sternes in dieser Ebene am stärksten sind, und damit auch den Materieverlust des Sternes hier am meisten begünstigen. Da aber durch Erhaltung des Drehimpulses die

ursprüngliche Rotationszeit des Sternes beim Aufblähen zum Roten Riesen sich entsprechend vermindert, kann es sein, dass der Effekt nicht sehr groß ist.

- Auch die Frage, ob die letzte Brennphase am Ende des AGB aus Wasserstoffschalen- oder Heliumschalenbrennen besteht, wird Auswirkungen haben, welche aber schwer zu bestimmen sind.

- Das Magnetfeld des Sternes zwingt den Materieausstrom in eine bestimmte Form. Dass ein solches Magnetfeld vorhanden sein kann, zeigen direkte Beobachtungen an Protoplanetarischen Nebeln und in neuester Zeit auch Messungen an den Zentralsternen Planetarischer Nebel [48]. Am wirksamsten ist das Magnetfeld des Sternes in seiner unmittelbaren Nähe.

- Ein Doppelsternpartner wird bei einem geeigneten Abstand auch einen erheblichen Einfluss haben, wobei dieser eher wie ein Rührer denn als fokussierend wirkt. Die entstehenden Strukturen sind aber auf jeden Fall symmetrisch zur Umlaufachse. Dabei darf man nicht vergessen, dass man davon ausgeht, dass mindestens die Hälfte aller Sterne zu Doppel- und Mehrfachsternsystemen gehören. Bei Planetarischen Nebeln sind besonders in den letzten Jahren durch Beobachtungen mit dem HST etliche mögliche Doppelsterne als Zentralsterne in PN entdeckt worden [3]. Steht der Begleitstern sehr eng am werdenden Weißen Zwerg, kann es zu extremen Formen des PN kommen, wie z.B. im

Fall von NGC 2440, bei dem der Begleiter in großer Nähe innerhalb von nur 16 Tagen um den Zentralstern kreist. Begleitsterne haben oft Massen zwischen 0,3 und 1 Sonnenmasse.

- Die Materie in der Äquatorebene dehnt sich in der PN-Phase (nicht zu verwechseln mit den AGB-Ausströmungen) wesentlich langsamer aus, als der polare Ausstoß. Dies ist in einigen Fällen gemessen worden, wobei man Verhältnisse von 10-20km/sec (radial) zu bis 1000km/sec gemessen hat.

- Ausstöße nach der AGB-Phase durch Strahlungsdruck können wesentlich größere Geschwindigkeiten erreichen, als die der AGB-Zeit, was mit dem deutlich geringeren Sternradius zusammenhängt. Wenn letztere durch diese nachfolgende Materie eingeholt werden, entstehen Wechselwirkungen, die entscheidenden Einfluss auf das Bild des PN haben können. (Dies wird weiter unten noch genauer ausgeführt.)

- Präzession, bipolare Jets erzeugen aufgefächerte, bipolare Strukturen, deren Form vom Präzessionswinkel, der Präzessionsgeschwindigkeit, der Dauer und Geschwindigkeit der Ausströmung abhängig ist. Je nach Blickwinkel erscheinen mehr oder weniger abgeflachte Spiralstrukturen.

Diese Jets können durch ein Magnetfeld und Fokussierung durch die umgebende äquatoriale Gas- und Staubscheibe entstehen.

- Die bipolaren Ausströmungen dauern nur einige Monate an, während ihre Auswirkungen über 500-20.000 Jahre sichtbar sein können. Es scheint, dass sie oft in Wellen auftreten, woraus man schließen kann, dass der Sternwind nur episodisch erfolgt.

- Bei alten PN beobachtet man oft, dass die Gashülle vom Auftreffen auf das interstellare Medium verformt wird.

Anfangsbild des PN

Hat der Zentralstern einmal die nötige Temperatur erreicht, die Nebelmassen anzuregen, schafft er es innerhalb von etwa 100 Jahren die Gasanteile des Nebels zu ionisieren. Dies konnte beim sogenannten "Stingray Nebel" im Verlauf weniger Jahrzehnte direkt beobachtet werden.

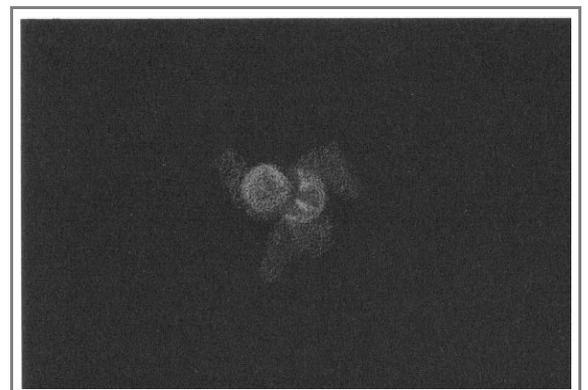


Abb.31

Beispiele stark bipolarer PN

a) NGC 6302, 20cm SCT (Namibia)

b) IC 4997, 36cm Newton

Die Staubanteile bleiben aber weiter als abschattende Elemente vorhanden, weswegen viele Planetarische Nebel im Aussehen immer noch durch ein dunkles Band gekennzeichnet werden.

Planetarische Nebel wie IC 4997, NGC 6302 (Abb31a+b) oder Mz-3 können in ihrem Aussehen noch sehr an bipolare Protoplanetarische Nebel erinnern. An der Stelle des Gas-/Staubringes findet sich hier eine starke Einschnürung des PN. Das Gas in der äquatorialen Ebene scheint noch nicht vollständig ionisiert zu sein. Dies ist aber wohl nicht von Dauer, PN wie NGC 7027 (Abb.32), IC 4406, NGC 2346 oder der bekannte M 76 zeigen zwar noch Reste eines solchen Staubringes (auf tiefen Aufnahmen deutlich), aber dieser scheint von innen aufgeweitet zu sein, so dass von der Einschnürung nichts oder fast nichts mehr erkennbar ist. Die größte Ausdehnung des PN liegt aber nach wie vor in polarer Richtung. Zu diesem Zeitpunkt tritt, infolge der vollständigen Ionisation des äquatorialen Materials auf der Ebene, durch die verhältnismäßig hohe Dichte auch die größte Helligkeit des PN im Verlauf seiner Lebenszeit auf.

Ein Hinweis darauf, dass die bipolare Form Planetarischer Nebel wirklich in die frühe Phase ihrer Entwicklung gehört, findet sich darin, dass die Massen ihrer Zentralsterne im Schnitt ein wenig höher liegen als bei anderen PN Formen. Dies kann an dem noch andauernden Masseverlust des Sternes liegen. Auch liegt das Alter bipolarer PN in einigen Untersuchungen mit bis zu 2000 Jahren unter dem von runden und elliptischen PN, die über 3500 Jahren gemessen wurden. (Das Alter kann aus direkt gemessener Expansionsgeschwindigkeit gefunden werden, z.B. durch Messung verschieden alter Aufnahmen oder durch Messung der Aufspaltung von Spektrallinien durch den Dopplereffekt zwischen Bereichen, die sich auf uns zu und denen die sich von uns fort bewegen. Simulationen haben aber Hinweise gegeben, dass es hier zu Fehlern um den Faktor zwei kommen kann.)

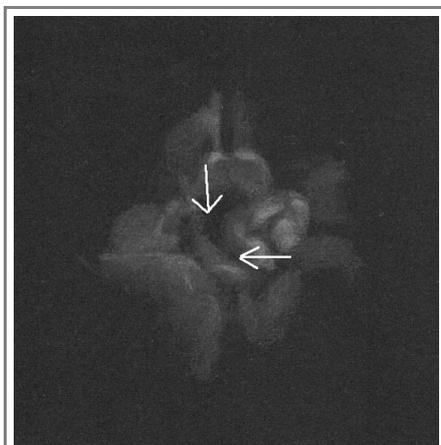


Abb.32
PN mit deutlichem Staubband
NGC 7027, 36cm Newton, der Ort des
Staubbandes ist markiert.

PN mit deutlichem Staubband
NGC 7027, 36cm Newton, der Ort des
Staubbandes ist markiert.

Bildung von Schockfronten



Abb.33
Entstehung der ersten Schockfront

1 = langsamer Sternwind (ca. 20-50 km/sec)
2 = Schockfront durch den langsamen Sternwind, der den AGB-Wind einholt. Wegen der höheren Dichte im Äquatorialbereich ist hier die Front am hellsten.
3 = Sternwind aus der Zeit des AGB (10-15 Km/sec)

sagen von innen auf. Es entstehen Hohlräume, welche je nach Helligkeit des umgebenden Materials mehr oder weniger stark auffallen können aber im ganzen sehr oft beobachtet werden, wie z.B. in NGC 6543, NGC 5979 oder NGC 6578. Beim Zusammentreffen mit dem sich langsam ausbreitenden Gas des PN, entsteht eine zweite aufgeheizte Schockfront hoher Dichte und Temperatur. Sie erscheint als scharfer Rand einer Blase in seitlicher Ansicht. Man kann also oft zwei Schockfronten beobachten, eine nach außen gerichtete und eine zum Stern gerichtete (Abb.34). Ein in der Front eingebundenes Magnetfeld kann diese auch wieder auseinander treiben und verbreitern. Es ist sogar denkbar, dass die äußere Front wieder Richtung Stern zurückgedrängt wird, wenn der langsame Wind ionisiert wurde, ehe sich die heiße innere Schockfront bildete. Röntgenbeobachtungen zeigen im Bereich, der von der inneren Schockfront eingeschlossen wird, Temperaturen im Bereich von 1.000.000K und mehr (NGC 6543, BD 30°3639 - Campbell's Hydrogen Star). Dies zeigt sich durch Röntgenstrahlung, die mit Weltraumobservatorien beobachtet werden kann. Zum Vergleich: Die Temperatur der Nebelhülle liegt sonst nur im Bereich von 10.000K.

Das für den eigentliche PN ausgestoßene Material ist mit typischen 20km/sec meistens um einige km/sec schneller als das vorher auf dem AGB mit etwa 10-15km/sec radial ausgeworfene. Dadurch entsteht an der Außenseite des PN eine Schockfront höherer Dichte und Temperatur, welche den PN begrenzt und als Blasenschnitt erscheint. Diese Blase ist eher geformt wie ein breiter Ring und nicht wie eine Kugel (Abb.33). Bekannte Beispiele sind M 27, NGC 6826, NGC 7009. Die Gesamtform des PN ist nur aus äquatorialer Ansicht etwa elliptisch, während aus polarer Sicht eine Ringform erscheint. Je nach Blickwinkel verändert sich der Anblick natürlich mehr oder weniger.

Man hat festgestellt, dass vom Zentralstern nun sehr schnelle Sternwinde ausgehen mit Geschwindigkeiten um 2.000-4.000km/sec.

Diese treiben den PN sozu-

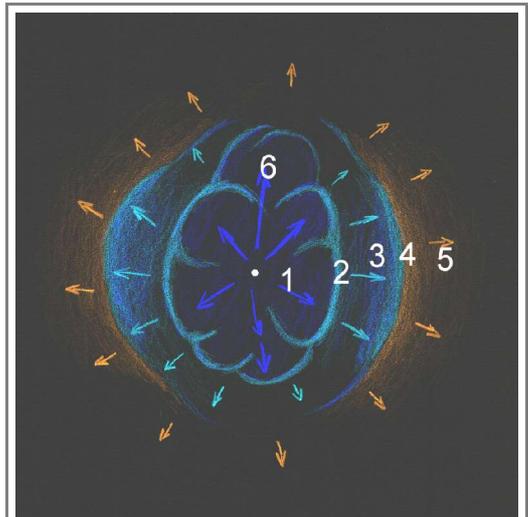


Abb.34
Entstehung der zweiten Schockfront und der polaren Blasen

1 = Schneller Sternwind (2000-4000 km/sec), in diesem Bereich herrschen Temperaturen im Bereich von einer Million Grad.
2 = Innere Schockfront, die dadurch entsteht, dass der schnelle Sternwind den langsamen einholt. Sie stellt meist den hellsten Teil des PN dar.
3 = Langsamer Sternwind (ca. 20-50 km/sec). Dieser Bereich wird als Krone oder engl. crown bezeichnet.
4 = Der langsame Sternwind staut sich, an der noch langsameren AGB Hülle (10-15km/sec) zur zweiten Schockfront.
5 = AGB Hülle
6 = Polare Blase, die durch den schnellen Sternwind in die dünne polare Nebelhülle geblasen wird. Ihre Grenze bildet auch eine Schockfront, die sich aber nach und nach in Polrichtung öffnet.

Als Folge erscheinen viele PN als elliptische oder runde, zweischalige Struktur. Die äußere, meist schwächere Schale wird dann als Krone (engl. crown) bezeichnet.

Durch die schwächere Materiedichte in polarer Richtung bricht der schnelle Sternwind in dieser Richtung durch die Nebelblase, was sich wieder in vielen Beispielen beobachten lässt (NGC 3242, NGC 6543, IC 2165 etc., Abb.35). Zuerst erscheinen zwei, sich ausdehnende, polare Nebelblasen mit einer Schockfront nach außen (Abb36). Letztere schwächt sich mit dem Wachstum der polaren Blasen ab und wird wie bei M 27 mit zunehmender Ausdehnung immer schwieriger zu beobachten.

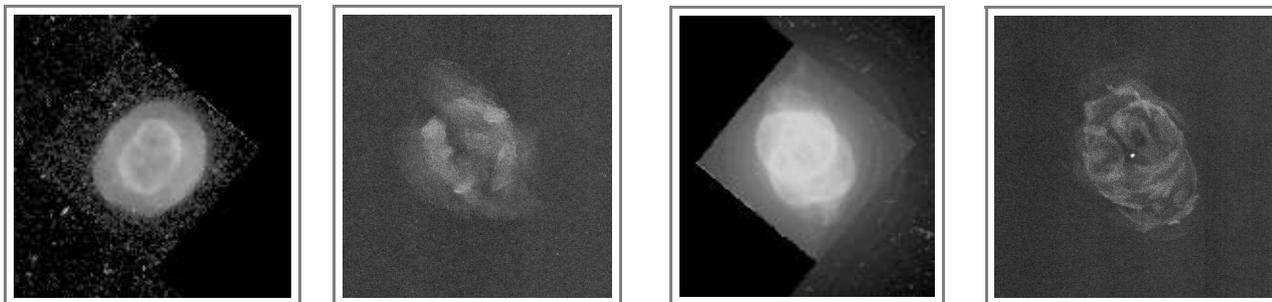


Abb.35
Planetarische Nebel, die deutliche Schockfronten zeigen

NGC 5979
HST, [OIII], NASA/STScI

20cm SCT, ohne Filter

NGC 6543
HST, [OIII], NASA/STScI

36cm Newton, ohne Filter

Auch wenn dieses Szenario sogenannter interagierender Sternwinde stark unterschiedlicher Geschwindigkeit recht verbreitet erscheint, gibt es auch PN, bei denen dieses Phänomen nicht eingetreten zu sein scheint wie z.B. A 39 (PK47+42.1, Abb.37). Nach Computermodellen kann dies daran liegen, dass der schnelle Wind nicht mehr als 150km/sec erreicht und damit zu schnell abkühlt, ehe eine aufgeheizte Front entstehen kann.[8]

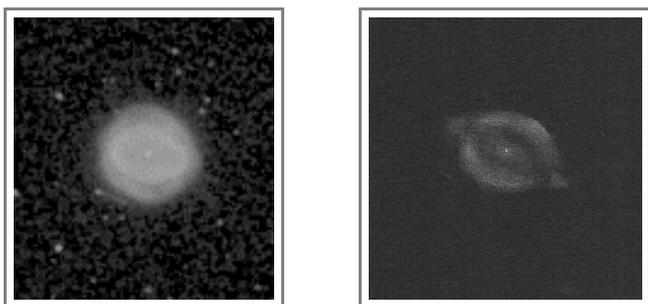


Abb.36
PN mit polarer Blase

IC 2165
HST, 547nm
NASA/STScI

Newton 36cm, Gelbfilter

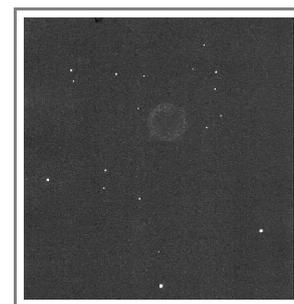


Abb.37

PK 47+42.1, Abell 39 lässt nur eine einfache, runde Schale erkennen.
Newton 36cm

FLIER

In manchen Fällen lassen sich spektakuläre, jetartige Ausströmungen besonders in polarer Richtung beobachten. Diese sogenannten FLIER (engl. Fast Low-Ionisation Emission Regions, auf deutsch: Schnelle Emissionsregionen niedriger Ionisation) treten normalerweise paarweise an entgegengesetzten Seiten des PN auf und sind, wie der Name sagt, schneller als die sich ausdehnende Nebelhülle. Man hat z.B. bei NGC 6826 und NGC 3242 Werte um 25km/sec, bei NGC7009 auch 40km/sec gemessen (radial vom Stern aus, Abb.38). Als Richtwert für die räumliche Ausdehnung dieser Regionen kann man 0.15 Astronomische Einheiten annehmen. Die Temperatur liegt in den FLIERn auf gleichem Niveau wie in der umgebenden Nebelmasse. Die Materialdichte ist im Schnitt auch gleich hoch aber an einzelnen Stellen höher.

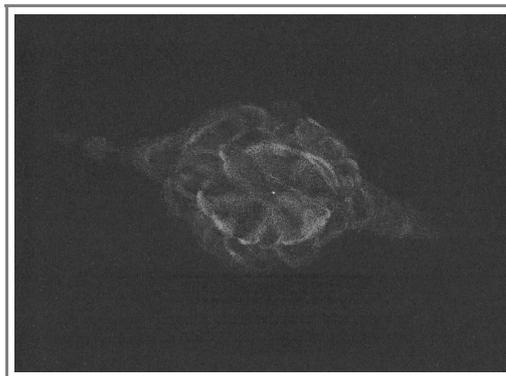
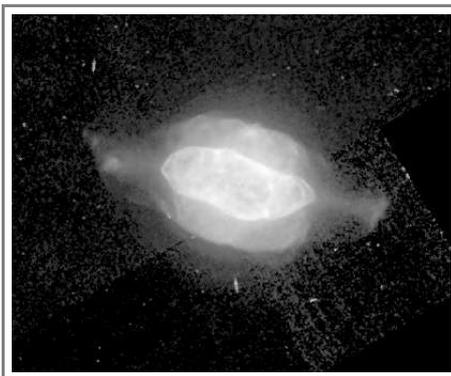


Abb.38

a) HST/NASA/STScI, [OIII]

b) 36cm Newton, ohne Filter

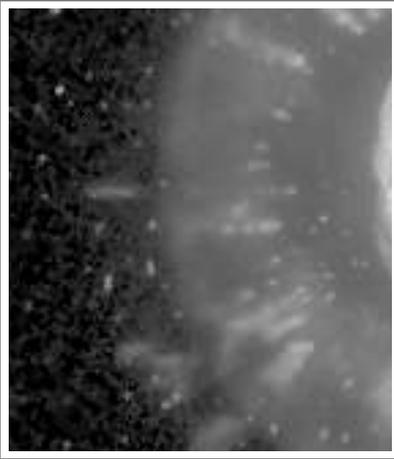
NGC 7009 zeigt auffällige, schnelle, niedrig ionisierte Knoten (FLIER), die polar ausgestoßen wurden. Diese sind auch visuell zu sehen.

Kleinere, niedrig ionisierte Knoten an den Außenkanten der Kronen werden ebenfalls als FLIER bezeichnet. Sie könnten beim Auftreffen der Ionisationsfront vom Stern auf die langsame äußere Nebelhülle entstehen.

So prominent manche FLIER sein mögen, so

unklar ist aber auch noch ihre Ursache und Physik. Es gibt bisher keine sicheren Modelle zu diesen Strukturen, was auch an ihrem unterschiedlichen Erscheinungsbild liegt. Ein Vorschlag basiert zum Beispiel auf der Tatsache, dass FLIER aus stark stickstoffreichem Material bestehen und eine höhere Ausdehnungsgeschwindigkeit als der Rest des Nebels besitzen. Aus letzterem resultiert, dass sie relativ jung im Vergleich zum Hauptnebel sind. Man folgert daraus, dass es sich um geschossartige, polare Auswürfe des Zentralsternes handelt. Der erzeugende Mechanismus bleibt aber unbekannt. Gegen diese Annahme spricht, dass die erwartete Form solcher Auswürfe in bogenförmigen Schockwellen mit zum Stern gerichtetem Schweif bestehen sollte. Tatsächlich wird aber eher eine umgekehrte Form mit von innen nach außen abnehmender Ionisation beobachtet. Auffällige Ionisationslinien von FLIERn liegen bei 630nm [OI], 671,7nm und 673,1nm [SII], 658,3nm [NII] also tief im roten Bereich, weswegen sich visuelle Beobachter mit diesen Details schwer tun

Kometenartige Knoten



Auf hochaufgelösten Bildern des HST sieht man z.B. bei NGC 2392 und NGC 7293 helle Knoten mit dunklem Kern und nach außen weisenden Schweifen (Abb.39). Hier sieht man deutlich, wie schnellere Winde langsame überholen und an deren Kondensationen Ionisationspunkte bilden. Sie werden als kometenartige Knoten bezeichnet.

Abb.39

Dieser hochaufgelöste Ausschnitt aus NGC 2392 ist eine Aufnahme des HST/ NASA/STScI im NII Licht. Etliche kometenartige Knoten fallen vor dunklerem Grund auf. Die kleinen, unregelmäßigen Streifen und Punkte wurden durch Partikel kosmischer Strahlung hervorgerufen.

Halos



Abb.40

Der Halo um NGC 6543, 36cm Newton, SB-Filter

Nach der Theorie können Planetarische Nebel aus Sternen von bis zu 8 Sonnenmassen entstehen. Da der leuchtende PN selbst nur Bruchteile einer Sonnenmasse repräsentiert (je nach Ionisationsgrad von 0,01 bis 0,27 Sonnenmassen), steht die berechtigte Frage im Raum, wo denn der Rest dieser abgestoßenen Materie geblieben ist. Abgesehen davon, dass ein großer Teil schlichtweg aus nicht ionisierbarem Staub oder nicht ionisierten und damit nicht leuchtenden Gasen besteht, gibt es noch eine weitere Komponente. Bei gut 60 % der Planetarischen Nebel kann man in der weiten Umgebung noch ausgedehnte, ionisierte Halos finden, die etwa 1000 mal schwächer sind, als der

innere Teil des PN. Trotzdem geht man von Massen des mehr als 10fachen der eigentlichen PN-Hülle aus. Sie werden interpretiert als frühere Materialausstöße des Sternes am Ende der AGB-Zeit. Bekannt sind diese bei NGC 6543 und NGC 6826, da sie auch visuell unter guten Bedingungen zu beobachten sind (Abb.40). Das ist möglich, wenn das Halo nicht nur in $H\alpha$ sondern auch in [OIII] angeregt ist. Niedrig angeregte PN wie NGC 40 zeigen Halostrukturen nur in $H\alpha$ (656,3nm), die damit visuell unsichtbar sind. Die Form eines Halos ist im Idealfall zwar kugelförmig rund, doch werden die Außenbereiche des Halos naturgemäß mehr oder weniger stark vom interstellaren Medium beeinflusst, je nach dessen Dichte und Verteilung. Sie können dadurch auch recht unregelmäßige Formen annehmen.

Verschiedene Halostrukturen

Fachastronomen unterscheiden, Halos, die aus feinen Filamenten bestehen und vom Nebel abgelöst sind und solche, die hellere amorphe Strukturen aufweisen und mit dem Nebel

verbunden sind (Abb.41). Erstere scheinen oft statisch zu sein, während letztere sich mit Geschwindigkeiten im Bereich der Ausdehnungsgeschwindigkeit der hellen PN Masse ausdehnen (bis 20km/sec).

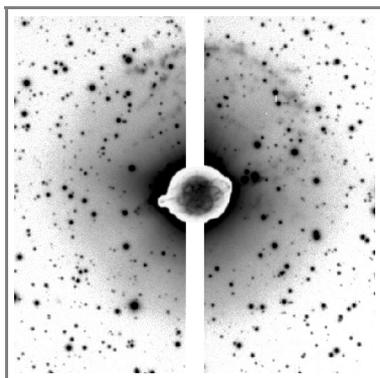
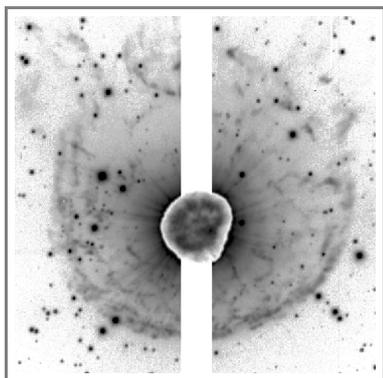


Abb.41
Zwei unterschiedliche Arten von Halos um Planetarische Nebel

- a) NGC 2867 in $H\alpha$, NTT
Filamentartiger Halo, der vom PN abgelöst erscheint.
- b) NGC 3918 in $H\alpha$, NTT
Amorphe Halostrukturen, die mit dem Nebel verbunden sind.

(Corradi, Schönberger, Steffen&Perinotto, 2003 MNRAS 340,417)

In letzter Zeit sind in den inneren Halobereichen, hauptsächlich mit dem HST verschachtelte, ringförmige Strukturen bei einigen PN (z.B. NGC 6543, NGC 7027, NGC 3918) gefunden worden (Abb.42). Die Abstände der Ringe zueinander sind etwas unterschiedlich und nehmen mit dem Abstand zum Stern zu. Sie entsprechen Zeiträumen von 400 - 4.000 Jahren was räumlich etwa 0.03 bis 0.18 Lichtjahren zugeordnet ist. Interessanterweise sind die Abstände von solchen Ringen, die bei Protoplanetarischen Nebeln beobachtet wurden, deutlich kleiner und stehen nur für 80 - 600 Jahre. Man sieht hier wieder die projizierten Ränder von kugelförmigen Schalen.

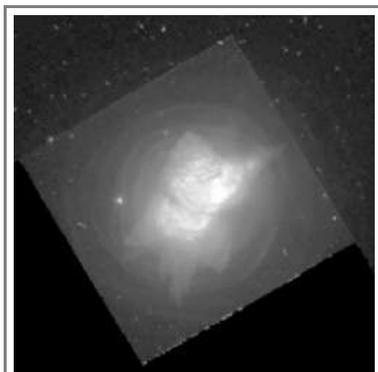


Abb.42
NGC 7027
Diese Aufnahme des HST/
NASA/STScI durch einen 555nm
Filter zeigt deutlich konzentrische
Ringe um den PN.

Von Planetarischen Nebeln mit Halo sollen etwa 1/3 solche Ringe ausweisen. Interessant ist die Betrachtung der unterschiedlichen Geometrien von Haloschalen und inneren, hellen PN Strukturen. Es sieht aus, als würde sich der Materieverlust des Sternes am Ende der AGB Phase von sphärisch zu (bipolar) kollimiert verändern. Eine Arbeit [6] siedelt die Ringe in den letzten 10.000 bis 20.000 Jahre der AGB-Entwicklung an und sieht damit einen Widerspruch zu der Annahme, sie wären durch die thermalen Pulse entstanden, da diese im Bereich 80.000 bis 18.000 Jahre vor Ende des AGB eingeordnet werden. Damit wäre die Entstehung der Ringe un-erklärt. Es werden nur einige nicht belegte Vermutungen ausgesprochen wie magnetische Aktivitätszyklen, Doppelsterninteraktionen oder Instabilitäten im Sternwind. Auf jeden Fall weisen die Ringe auf ein pulsartiges Abstoßen von Materie hin.

Das Ende Planetarischer Nebel

Das Ende von Planetarischen Nebeln gestaltet sich ziemlich unspektakulär. Da sich der Nebel immer weiter ausdehnt, verdünnt sich auch die Nebelmaterie immer mehr. So wird der PN zwar größer aber auch immer schwächer. Die größten bekannten Planetarischen Nebel können eine scheinbare Ausdehnung des Vollmondes und mehr am Himmel erreichen, sind aber mit Ausnahme von M 27 und NGC 7293 nur sehr schwierig, wenn überhaupt visuell erreichbar. Nachfolgende Tabelle von [41] nach [27] und [49] gibt die größten bekannten PN in Reihenfolge nach ihrer Größe geordnet an.

Name	Deklination (J2000)	Rektaszension (J2000)	Größe in '	Andere Bezeichnung
Hewett 1	+10 37 00,0	00 18 00,0	>120	
Sh 2-216	+46 49 00,0	04 45 00,0	100x100	
RE 1738+665	+66 53 47,0	17 38 12,5	~60	TK2
Ton 320	+31 30 09,0	08 27 05,6	~30	
WDHS 1	+10 41 40,6	05 59 24,8	22x17	WeDe 1
PuWe 1	+55 36 42,6	06 19 34,3	20x20	
PFP 1	+07 22 17,7	06 21 46,4	19x18	
NGC 7293	-20 50 14,8	22 29 38,8	18x18	Helixnebel
Abell 31	+08 53 58,7	08 54 13,2	17x16	
IsWe 2	+65 53 55,1	22 13 22,8	16x14	
Abell 35	-22 51 42,3	12 53 41,4	16x11	
HFG 1	+64 53 28,2	03 03 48,8	15x15	
Abell 74	+24 08 51,3	21 16 52,4	15x13	
NGC 6853	+22 43 00,5	19 59 36,2	15x12	M 27, Hantelnebel
Abell 7	-15 36 13,0	05 03 08,0	15x11	
Sh 2-174	+80 56 00,0	23 48 20,0	15x10	
IsWe 1	+50 00 15,1	03 49 05,9	13x13	
Sh 2-176	+57 22 33,1	00 31 53,3	13x11	
EGB 6	+13 44 50,9	09 53 00,5	13x11	
MWP 1	+34 12 40,0	21 17 07,0	13x9	
Abell 21	+13 14 30,0	07 29 02,9	12x9	Medusanebel
Jacoby 1	+52 22 05,0	15 21 46,9	11x11	
CTSS 3	+14 06 57,8	19 03 07,6	11x9	Sh2-78
HDW 3	+45 24 19,3	03 27 15,4	9x9	HW 4
De Ht 5	+70 56 01,2	22 19 33,7	9x9	DHW 5
LoTr 5	+ 25 53 28,0	12 55 34,1	9x8	
Simeis 22	+ 58 22 00,3	01 30 39,6	9x8	Sh2-188

Die äußere Form wird zunehmend vom interstellaren Medium beeinflusst, während der PN mit diesem verschmilzt.

Damit wird der PN im Laufe von 30.000 Jahren unsichtbar, auch wenn der Zentralstern noch für einige Millionen Jahre die Kraft hätte, Nebel zu ionisieren. Dieser kühlt dann, wie oben erwähnt innerhalb von mehreren Milliarden Jahren bis auf 3K ab. Tiefere Temperaturen als ca. 1500K sind noch nicht beobachtet worden, was aber auch an der Lichtschwäche dieser späten weißen Zwerge liegt.

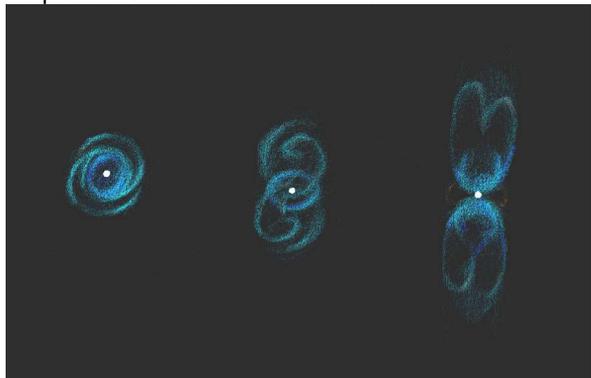
Die Nebelmaterie diffundiert in die übrige interstellare Materie und reichert sie mit neugeschaffenen schweren Elementen und mit Kohlenstoffmolekülen an. Die erzeugten Kohlenstoff-Stickstoff-Sauerstoffverbindungen wirken abkühlend in interstellaren Wolken und fördern damit deren Kollaps zur Sternbildung. PN verändern auch durch die neugebildeten Elemente die Ausgangsbedingungen der Sternentstehung im Vergleich zur frühen Sternbildung im Universum.

Modell der Formbildung eines Planetarischen Nebels (nicht maßstäblich).

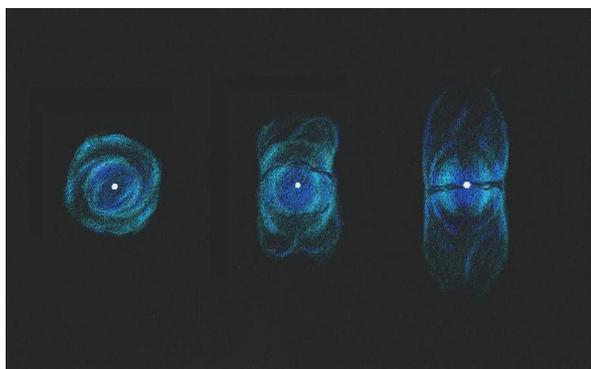
Abb. 43

Von links nach rechts sind jeweils gegeben:

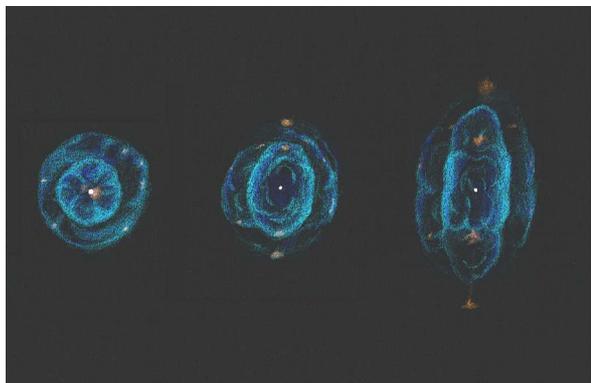
- polare Ansicht
- ca. 45° gedrehte Ansicht
- äquatoriale Ansicht



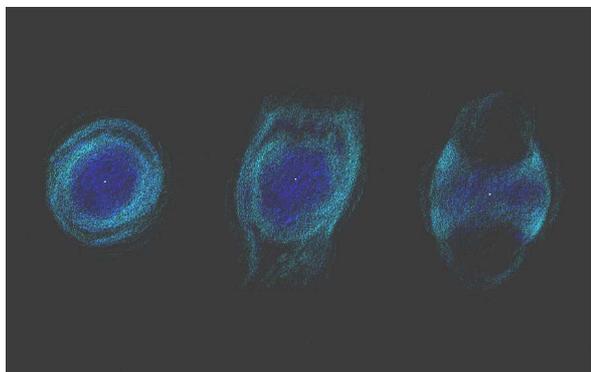
a) Der anfängliche PN ist deutlich bipolar ausgeprägt. Man erkennt die äquatoriale Materiescheibe, die noch nicht durchionisiert ist und deswegen als dunkles Band auffällt. Temporäre Ausströmungen erzeugen spiralförmige Muster.



b) Die äquatoriale Scheibe wird langsam durchionisiert. Wegen der höheren Materiedichte, beginnt der PN auf dieser Ebene am stärksten zu leuchten. Er weitet sich auf. Eine erste Schockfront deutet sich an.



c) Nur die elliptische Form erinnert noch an die äquatoriale Scheibe. Der schnelle Sternwind erzeugt die zweite, innere Schockfront. Polare Blasen weiten sich auf. Niedrig ionisierte Knoten hoher Geschwindigkeit leuchten rot in der $H\alpha$ Linie.



d) Je weiter sich der PN aufweitet, um so mehr verdünnt sich seine Materie. Die klaren Formen der Schockfronten weichen langsam auf.

e) Nach etwa 30.000 Jahren ist der Spuk schon fast vorbei. Nur noch ein schwacher Nebelhauch ist im Sternfeld auszumachen. Seine Form kann nun schon stark von interstellarer Materie beeinflusst werden. Bald wird der Zentralstern als einsamer Weißer Zwerg unauffällig im Sterngebiet verglimmen.



Moleküle in PN

Seit gut 30 Jahren ist durch infrarote und radioastronomische Beobachtungen bekannt, dass Planetarische Nebel von einer großen Menge neutralem (nicht ionisiertem) Kohlenmonoxid (CO) umgeben sind (Abb.44). Dies sind mit großer Wahrscheinlichkeit Überreste der Hülle des vorhergehenden AGB Sternes und liegen im Bereich von 0,001 bis zu einer Sonnenmasse. Damit liegt ihre Masse in vielen Fällen über der des leuchtenden Nebelkörpers (0,01-0,27 Sonnenmassen). Auch molekularer Wasserstoff (H_2) und die Hydroxylgruppe OH wurden gefunden. In den letzten Jahren hat man in den Hüllen später AGB Sternen komplizierte organische Moleküle entdeckt, die sich auch in den Spektren Planetarischer Nebel wiederfinden (z.B. NH_3 , HCN, HCO^+ etc.). Diese sollten zwar in der Nähe des PN- Zentralsterns durch die UV Strahlung aufgebrochen werden, können aber in größerer Entfernung überleben. Es gibt in PN sogar Hinweise auf polyzyklische, aromatische Kohlenwasserstoffe, welche in AGB Hüllen nicht gefunden wurden. Ihre Entstehung ist nicht geklärt. Einige Forscher gehen sogar soweit, dass diese Moleküle Grundlage für Entstehung von Leben auf anderen Welten sein könnten. Aber dies ist eine andere Geschichte.

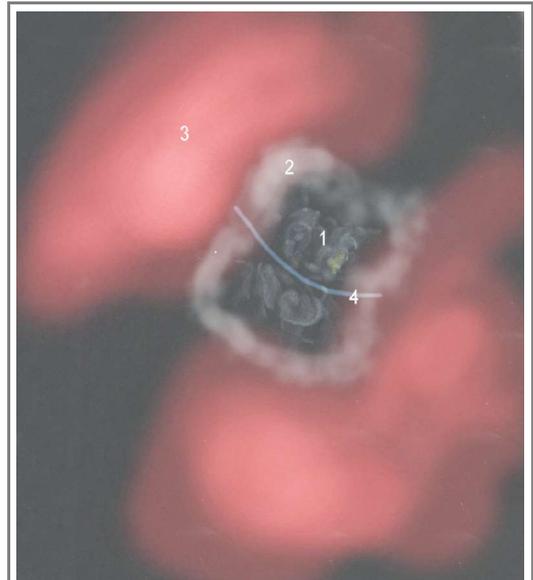


Abb. 44

NGC 7027, Überlagerung von visuellem Bild mit Radio- und Infrarotmessungen.
1 = Visuelles Bild (gezeichnet am 115cm Newtonteleskop in Melle)
2 = Strahlung der H_2 Linie im Infraroten ($2.121\mu m$). Die Emission deckt sich zum Ersten stark mit dem visuellen Bild (hier nicht eingezeichnet, um das visuelle Bild nicht zu verdecken) zum Zweiten liegt ein abgesetzter Bereich um den sichtbaren PN. (Nachempfunden nach [30])
3 = CO - Emission im Radiobereich ist rot markiert. (Nachempfunden nach [30])
4 = Lage des Staubbandes

Staub um PN

Im mittleren und fernen Infraroten zeigen viele PN ein anderes Bild als im sichtbaren Licht. Kalter (nicht ionisierter) Staub mit einer Temperatur von 40-240K lässt sie in diesem Wellenbereich stark strahlen. Jüngere PN zeigen höhere Temperaturen. Dieser Staub verteilt sich wie die Kohlenstoffmoleküle um den visuell sichtbaren PN herum.

4. Der Zentralstern

Mit dem Abnehmen der äußeren, Wasserstoff brennenden Schale des AGB Sternes nimmt die Periodenfrequenz der Mira Pulse zu. Nimmt die Periodenlänge von 150 auf 50 Tage ab, kann der Stern anscheinend kaum noch Masse durch diese Pulse verlieren. Dieser Zeitpunkt markiert das Ende des AGB. Es liegt bei einer Oberflächentemperatur von 3000K- 6500K. Späterer Masseverlust wird wahrscheinlich verursacht durch den Strahlungsdruck bei den entstehenden hohen Temperaturen. Wann der Masseverlust letztendlich aufhört, ist bisher nicht geklärt. Es gibt auf jeden Fall jedoch auch während der PN-Phase noch Masseverluste. Ab einer Oberflächengravitation von 1.000 m/s^2 lassen sich diese Verluste praktisch nicht mehr beobachten, was ab $1/10$ bis $1/3$ der PN-Lebenszeit der Fall ist.

Die Helligkeit des Zentralsternes

Aufgrund der hohen Temperatur der Zentralsterne könnte man eigentlich sehr helle Himmelskörper im Zentrum eines PN erwarten. Dies ist aber normalerweise nicht der Fall. Die Zentralsterne sind oft sehr schwach und teilweise kaum im hellen Nebel zu entdecken. Es drängt sich natürlich die Frage auf, wodurch dies begründet ist.

Einen Teil der Antwort haben wir oben schon bekommen. Der Zentralstern leuchtet am stärksten im ultravioletten Licht. Dieses können wir mit unseren Augen nicht wahrnehmen und es wird obendrein von der Erdatmosphäre ausgefiltert, ehe es den Erdboden erreicht. Um diese Bereiche zu beobachten sind also UV Satelliten außerhalb der Erdatmosphäre nötig.

Strahlung, die von Temperaturen über 50.000K erzeugt wird, bleibt dazu durch interstellare Absorption auf dem Weg zu uns schnell auf der Strecke. Sie kann deswegen nur über den Umweg anderer Spektrallinien indirekt aus der Emission der Nebelhülle nachgewiesen werden.

Temperaturbestimmung des Zentralsternes

Zentralsterne sind also schwierige Studienobjekte, da sie im sichtbaren Licht meist nur schwach erscheinen und ihr Spektrum stark durch den umgebenden Nebel verfälscht wird. Ihre Temperatur versucht man traditionell über die Methode von Zanstra zu ermitteln. Hierbei wird die Nebelausstrahlung in einer bestimmten Wellenlänge z.B. der H β -Linie mit der Stärke der kontinuierlichen Sternstrahlung in ein Verhältnis gebracht. Leider ist diese Methode mit großen Fehlermöglichkeiten behaftet, z.B. dadurch dass die Kontinuumsstrahlung des Nebels, die den Stern ja überlagert auch eine gewisse Stärke besitzt, ja sogar stärker als der Stern selbst sein kann. Die mit dieser Methode gemessenen Werte liegen also gewöhnlich deutlich zu hoch. Außerdem geht man hier bei der Berechnung davon aus, dass der Nebel eine gleichmäßige optische Dichte besitzt, was in der Realität nicht der Fall ist. Von dieser Methode existieren einige Varianten und Verfeinerungen.

Eine weitere Methode (nach Stoy) ermittelt die Temperatur des Sternes im Nebel selbst über das Verhältnis von bestimmten verbotenen Emissionslinien zu Linien die durch Re-

kombination erzeugt werden. Die erzielten Resultate werden als Werte an der Untergrenze der wirklichen eingestuft.

Mit hochauflösender Spektroskopie lassen sich für helle Zentralsterne gute Temperaturen dadurch finden, dass Absorptionslinienstärken und -profile der Sternphotosphäre ermittelt werden. Man vergleicht sie dann mit denen normaler O-Sterne.

Des weiteren bestimmt man die Sterntemperatur auch noch aus der Anregungsklasse des Nebels (s.o.) d.h. aus dem Verhältnis bestimmter Nebelemmissionslinien zueinander. Je nach verwendeten Linien können aber auch unterschiedliche Werte erzielt werden, was bei dieser Methode die Unsicherheit anzeigt.

Heute geht man so vor, dass man synthetische Modellatmosphären von Sternen am Computer modelliert (NLTE Spektralanalyse - Non Local Thermodynamic Equilibrium Spectral Analysis). Hier verfügt man erstmals über eine Methode, die verlässliche Ergebnisse zur Zentralsterntemperatur liefert (z.B. [43]).

Entwicklung

Zwischen Nebelhelligkeit und Zentralsternhelligkeit und -entwicklung scheint kein direkt erkennbarer Zusammenhang zu bestehen, allerdings gibt es Hinweise, dass PN mit hoher Oberflächenhelligkeit massereichere Zentralsterne besitzen, als PN niedriger Oberflächenhelligkeit. Dies kann daran liegen, dass ein massereicherer Zentralstern den Nebel ionisieren kann, wenn er noch wenig ausgedehnt und damit dicht ist. Eventuell liegt dies auch mit am Masseverlust des Zentralsternes während der PN Phase.

Die beobachteten Massen von Zentralsternen liegen - bei einem Durchmesser, welcher dem der Erde entspricht - sehr eng um 0,6 Sonnenmassen angesiedelt. Dies liegt darin begründet, dass Sterne niedrigerer Massen sich zu langsam entwickeln. Der Nebel verflüchtigt sich ehe er ionisiert werden kann. Sterne höherer Masse (über einer Sonnenmasse) entwickeln sich so schnell, dass der Nebel nur so kurz zum Leuchten gebracht wird, dass er kaum beobachtet werden kann, ehe er sein letztes nukleares Brennen beendet und als Weißer Zwerg langsam abkühlt.

Nahe der Ebene unserer Galaxis sind Zentralsterne von PN im Schnitt schwerer, als in den Halobereichen. In letzteren finden sich auch kaum massereiche Sterne, von denen man annimmt, dass sie auch einen schwereren Zentralstern erzeugen.

Zeitlicher Ablauf

Die Oberflächentemperatur nimmt zu, da die Fusion nun knapp unter der Oberfläche stattfindet, während die Masse der (wasserstoffreichen) Oberflächenhülle durch Sternwinde abnimmt. Man blickt also fast direkt in den heißen Bereich des Sternes.

Die weitere zeitliche Entwicklung kann in zwei Phasen eingeteilt werden.

- Wenn die, den Stern umgebende, Restwasserstoffhülle noch wenige Prozent der Gesamtmasse ausmacht, fängt sie an zu schrumpfen. Dadurch wird genügend Gravitationsenergie freigesetzt, um die Temperatur an der Basis der Hülle so weit aufrecht zu erhalten, dass das nukleare Brennen andauern kann. So bleibt die Gesamtleuchtkraft des Sternes etwa gleich und er bewegt sich im FHD horizontal nach rechts, Richtung Ultraviolett.

- Hat die Masse der Hülle auf 4/10.000 Sonnenmassen abgenommen, erlischt das Wasserstoffbrennen und die Leuchtkraft sinkt. Der Stern bewegt sich auf die Abkühlsequenz des HRD und bezieht seine Energie nur noch aus Kontraktion durch Gravitation. Nun nennt man den Stern einen Weißen Zwerg.

Dabei liegt die Zeitdauer der ersten Phase für einen Stern von einer Sonnenmasse theoretisch nur bei 25 Jahren. Die zweite beansprucht nach der Theorie etwa 8.000 bis 32.000 Jahre was in etwa den beobachteten Lebenszeiten von PN entspricht.

Während dieser beiden Phasen nimmt der Durchmesser des Sternes um den Faktor 100 ab, bis er letztendlich etwa Erdgröße erreicht hat.

Das endgültige Abkühlen des Weißen Zwerges dauert mehrere Milliarden Jahre.

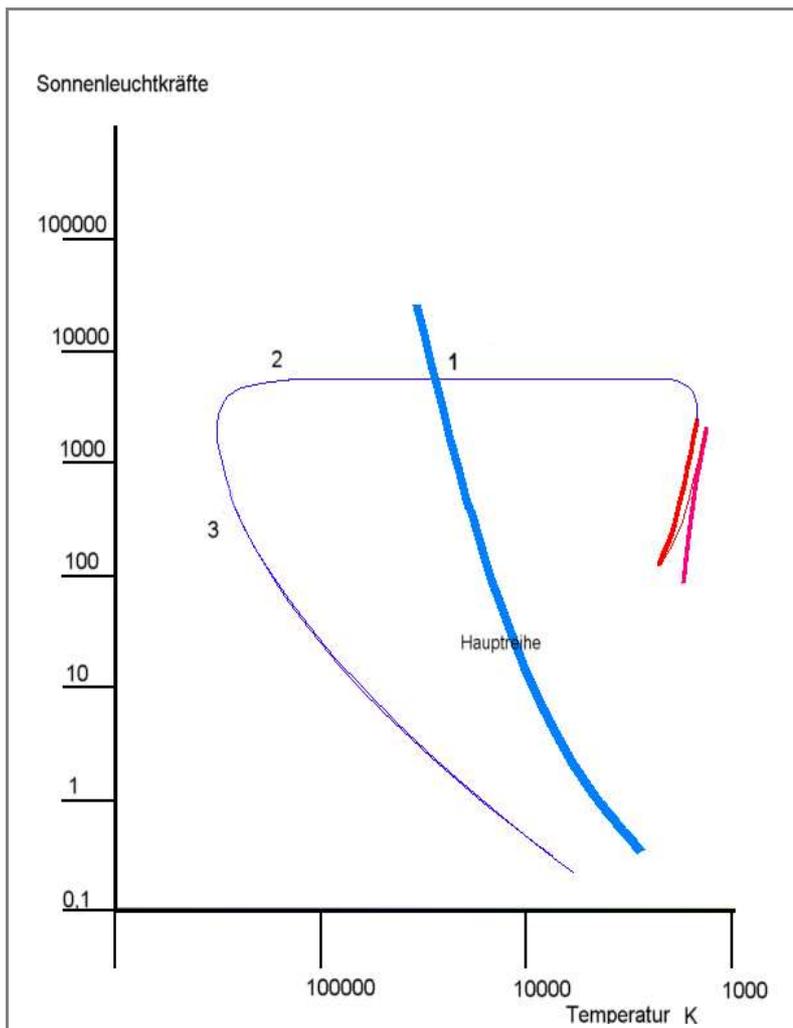


Abb.45
Der Weiße Zwerg im FHD Diagramm

1 = Der PN wird ionisiert, Temperatur des Sternes 30.000K. Der Restwasserstoff der Sternhülle brennt. Zeitdauer bis 2 nur ca. 25 Jahre.
2 = Das Wasserstoffbrennen erlischt. Der Stern bezieht seine Energie durch Gravitation, d.h. Kontraktion. Bis der PN nicht mehr sichtbar ist, dauert es etwa 30.000 Jahre. Im Verlauf kann der Stern bis mehrere 100.000K heiß werden. Der Sterndurchmesser verringert sich in Zeitraum 1 + 2 um den Faktor 100 auf etwa Erdgröße. Ein Weißer Zwerg entsteht.
3 = Der Weiße Zwerg kühlt über mehrere Milliarden Jahre ab.

5. Entfernungen Planetarischer Nebel

Die Ausdehnungsgeschwindigkeit eines PN ist relativ einfach herauszufinden. Da sich die Vorderkante des Nebels uns nähert, die Hinterkante aber entfernt, spalten sich die Linien im Spektrum durch den Dopplereffekt auf. Diese Aufspaltung gibt direkt die Ausdehnungsgeschwindigkeit an.

Um aber Entwicklungsgrad, Ausdehnung und Masse bestimmen zu können, ist es nötig, die Distanz zu wissen. Leider sind die Entfernungen von Planetarischen Nebeln in unserer eigenen Galaxis nur schwer zu bestimmen. Nur einzelne Objekte wie NGC 7293, die sehr nah sind, können durch die Parallaxen ihrer Zentralsterne direkt gemessen werden. Trotzdem geben verschiedene Quellen für diesen PN Entfernungen zwischen 325Lj und 1040Lj an. Ein Faktor 2 in der Unsicherheit ist normal.

Nachfolgend eine Auflistung von Entfernungen Planetarischer Nebel (umgerechnet aus Parsec nach [30] und [29]), die durch trigonometrische Parallaxen erzielt wurden.

Name	Entfernung [30]	Entfernung [29]
NGC 6720, M 57	2295 Lj	2282 Lj (+1467/-652)
NGC 6853, M 27	1239 Lj	1239 Lj (+260/-163)
NGC 7293	695 Lj	685 Lj (+130/-98)
A7	2290 Lj	>2282 Lj
A21	1764 Lj	
A24	1050 Lj	
A29	1497 Lj	
A31	688 Lj	685 Lj (+359/-163)
A74	2452 Lj	2445 Lj (+2119/-782)
Sh 2-216	424 Lj	424 Lj (+29/- 26)
PW1	1412 Lj	1402 Lj (+293/-195)

Wenn man bei normalen Sternen, die sich auf der Hauptreihe des HRD befinden, keine Parallaxe messen kann, bestimmt man ihre Entfernung über die "spektroskopische Parallaxe". Hierbei geht man davon aus, dass ein Stern eines bestimmten Spektraltyps eine definierte, absolute Helligkeit besitzt. Somit lässt sich aus dem Spektraltyp und der scheinbaren Helligkeit die Entfernung ableiten (wobei eine Korrektur wegen der interstellaren Extinktion durch dazwischen liegende Gas und Staubmassen nötig ist). Leider kann man diese Methode für PN nicht anwenden, da der Zentralstern oft gar nicht im sichtbaren Licht beobachtbar ist und er sowieso im Laufe seiner kurzen Entwicklung zum Weißen Zwerg sehr starke Veränderungen durchmacht.

Also versucht man auf indirektem Weg die Entfernung zu ermitteln. Ein Weg besteht zum Beispiel darin, einen vorhandenen Doppelsternpartner des Zentralsternes auf dem FHD einzuordnen und damit dessen absolute Helligkeit herzuleiten. Es bleibt aber die Schwierigkeit der interstellaren Extinktion, die meist nicht genau bekannt ist. Man versucht das Problem z.B. durch Ermittlung des Verhältnisses von H α zu H β Strahlung in den Griff zu bekommen. Diese beiden Linien werden durch das interstellare Medium unterschiedlich stark gedämpft. Dann wird mit dem theoretischen Wert des Verhältnisses verglichen.

Meistens werden die Entfernungen jedoch auf statistischem Weg ermittelt (nach Shklovsky und Varianten). Hierbei nimmt man einen bestimmten Wert für die gesamte ionisierte Masse des PN an. Dieser wird von PN, deren Entfernung man meint, möglichst genau zu kennen, hergeleitet. Die Abstrahlung des PN im Bereich der Wasserstofflinien sollte ausschließlich von dieser Masse abhängen. Mit der Messung der Abstrahlung und des Winkeldurchmessers kann man also einen ungefähren Wert für die Entfernung ermitteln.

Nachfolgend werden einige PN mit ihren wahrscheinlichen Entfernungen und Durchmessern aufgelistet, wobei durch die Schwierigkeit der genauen Entfernungsbestimmung eine Unsicherheit bleibt. Ebenso ist der Durchmesser natürlich von dem gemessenen PN Bild abhängig und damit z.B. auch von der Belichtungszeit und der aufgenommenen Spektrallinie. Die Daten sind also mit Vorsicht zu genießen.

Name	Durchmesser	Entfernung	scheinbarer Durchmesser
A 31	6,8 Lj	1435 Lj	127"
A 33	5,66 Lj	3780 Lj	972"
Mz 2	0,78 Lj	7045 Lj	22,8"
NGC 1535	0,75 Lj	7530 Lj	18,4"
NGC 3132	0,36 Lj	2510 Lj	45"
NGC 7008	0,49 Lj	1210 Lj	85,6"
NGC 4637	0,16 Lj	1630 Lj	
NGC 2392	1,99 Lj	20900 Lj	
M 76	4,37 Lj	13500 Lj	

Umgerechnet nach [3]

Noch für eine dritte Methode seien einige Werte aufgelistet und zwar die, welche die Ausdehnungsgeschwindigkeit des PN als Berechnungsgrundlage nimmt (nach [31]).

Name	Entfernung
NGC 246	1858 Lj
NGC 2392	5216 Lj
NGC 3242	1369 Lj - 1663 Lj
NGC 6210	5118 Lj
NGC 6302	5216 Lj
NGC 6572	1434 Lj - 3912 Lj
NGC 7009	1956 Lj
NGC 7027	2282 Lj - 3064 Lj
NGC 7662	1793 Lj - 5542 Lj
BD 30-3639	4890 Lj - 8737 Lj

Die Intervalle der Messungen sprechen für sich.

In den letzten Jahren versucht man über den Vergleich von synthetische Modellatmosphären mit dem Spektrum des Zentralsternes (NLTE - Methode) eine Entfernungsbestimmung durchzuführen. Die Ergebnisse umgerechnet aus [44] entstammen Messungen der Zentralsterne alter PN.

Name	Entfernung
NGC 3587, M 97	4238 Lj (+1956/-1304)
NGC 6853, M 27	1434 Lj (+489/-391)
NGC 6720, M 57	3586 Lj (+1304/-978)
NGC 7094	7172 Lj (+2282/-1956)
NGC 7293	945 Lj (+293/-228)
IC 1295	2282 Lj (+1304/-978)
A 7	2282 Lj (+1630/-978)
A 31	3260 Lj (+1630/-1304)
A 39	6194 Lj (+1956/-1630)
A 43	8476 Lj (+2608/-2282)
A 61	4564 Lj (+2608/-1630)
A 74	5542 Lj (+2282/-1630)
PW 1	2282 Lj (+815/-652)
Sh 2-216	619 Lj (+163/130)

Man erkennt, dass für das Problem der Entfernungsbestimmung von PN noch kein allgemein zuverlässiger Weg gefunden ist. Nur von wenigen PN sind die Entfernungen besser als mit 50% Unsicherheit bekannt. Für die meisten galaktischen PN bleibt ein Faktor von 2-3.

PN in anderen Galaxien

Im Gegensatz zu PN unserer Heimatgalaxis, weiß man bei PN anderer Galaxien im Verhältnis zur Gesamtentfernung recht genau die Distanz, da der Durchmesser von anderen Galaxien im Verhältnis zu ihrer Entfernung nicht sehr groß ist. Deswegen versucht man heutzutage die Entwicklung und Eigenschaften Planetarischer Nebel über diesen Umweg zu erforschen. Von PN in der großen Magellanschen Wolke gibt es sogar aufgelöste Bilder des HST (Abb.46). Manche Forscher benutzen Planetarische Nebel selbst, um Entfernungen zu anderen Galaxien herauszufinden. Dazu ist die Messung einer möglichst großen Menge von PN in der fremden Galaxie nötig.

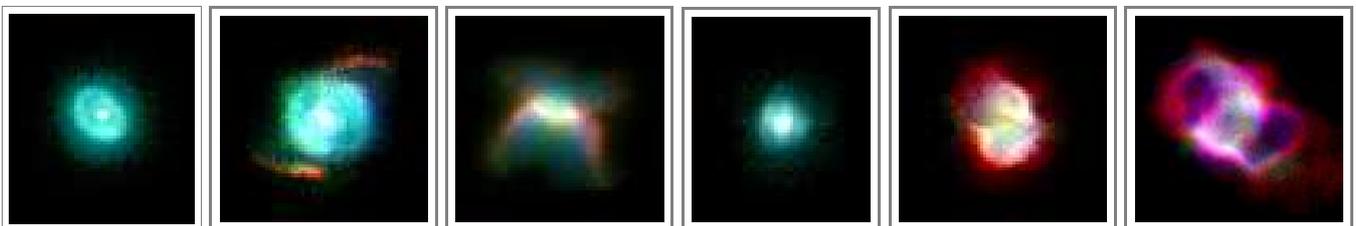


Abb. 46
Planetarische Nebel in der Großen Magellanschen Wolke aufgenommen mit dem HST/ NASA/STScI, (L.Stanghellini).

6. Ähnliche Objekte

Bei der Untersuchung von Nebelhüllen um Sterne hat man festgestellt, dass die genaue Bestimmung eines Objektes als Planetarischer Nebel gar nicht so einfach und auch nicht immer eindeutig ist.

Wolf-Rayet Sterne

Es finden sich zum Beispiel um massereiche Sterne auch ringförmige Nebelstrukturen. Bekannte Beispiele sind NGC 2359 im Großen Hund (Abb.47) und NGC 6164-5 im Sternbild Norma. In diesen Fällen handelt es sich aber bei den Zentralsternen um ehemals sehr massereiche, sogenannte Wolf-Rayet Sterne (>25 Sonnenmassen) am Ende ihrer Brennphase, die den Nebel anregen. Durch Oberflächentemperaturen zwischen 20.000K und 150.000K liegt der Hauptanteil der Strahlung im UV Bereich. Im Spektrum erscheinen sie im Gegensatz zu Zentralsternen Planetarischer Nebel, welche wasserstoffreich sind, wasserstoffarm. Es wird geschätzt, dass von allen Objekten, die als PN eingestuft werden etwa 8% eigentlich einen Wolf-Rayet Stern als Zentrum besitzen. Dies zeigt, dass die Unterscheidung in der Praxis nicht ganz einfach ist.

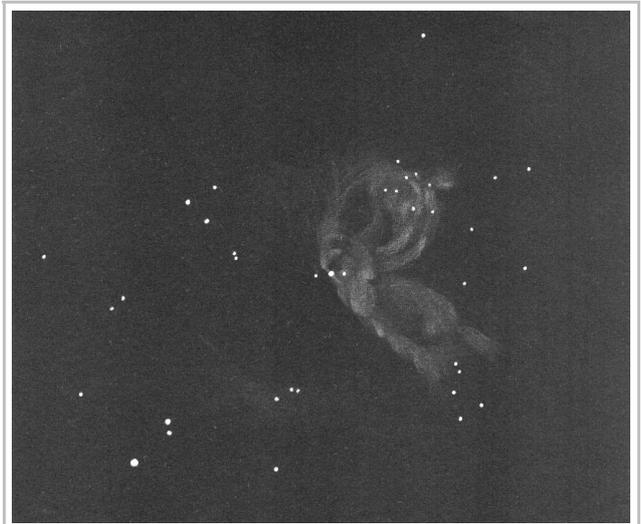


Abb.47
NGC 2359 am 36cm Newton
Dieser Nebel wird durch einen Wof-Rayet Stern ionisiert.

Symbiotische Sterne

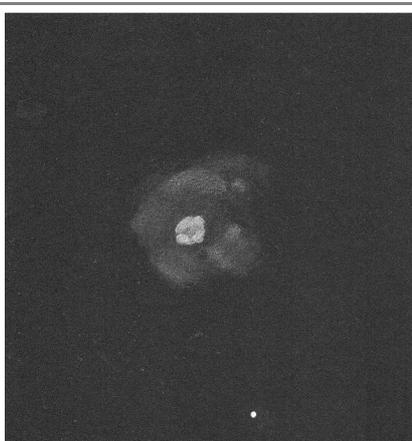


Abb. 49
V 1016 Cygni am 36cm Newton-
Dieser symbiotische Stern ist auch
für Amateurastronomen relativ leicht
erreichbar.

Ebenso problematisch stellen sich Symbiotische Sterne mit Nebelhülle dar. Hier findet sich als Zentralstern ein Doppelstern bestehend aus einem Weißen Zwerg und einem Roten Riesen im Mirastadium. Man nimmt an, dass der Weiße Zwerg Materie, die der Mirastern abstößt ionisiert (Abb.48). Das Spektrum sieht dem von Planetarischen Nebeln sehr ähnlich mit dem einzigen Unterschied, dass sich Titanoxid-Absorptionsbanden in der Kontinuumstrahlung finden. Ein, auch für Amateure zu beobachtendes Beispiel ist V 1016 Cygni (Abb.49). Durch Massentransfer vom Roten Riesen zum Weißen Zwerg kann es zu Novaereignissen kommen. Da davon auszugehen ist, dass mindestens die Hälfte aller PN einen Doppelstern im Zentrum besitzen, stellt sich die Frage, wo hier eine Grenze zu ziehen ist.

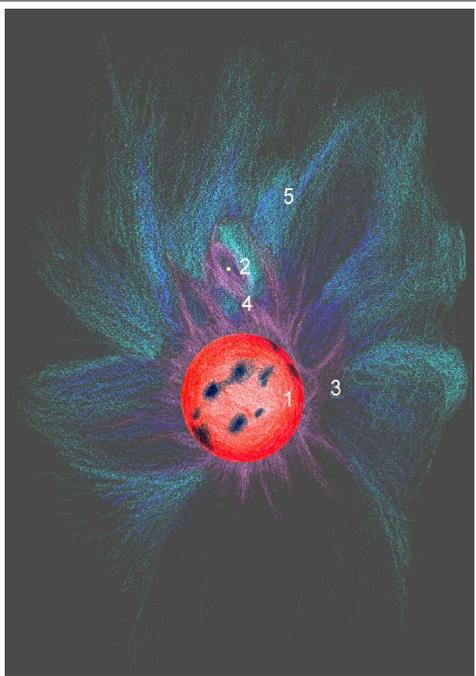


Abb.48
Schema eines Symbiotischen Sternes

- 1 = Roter Riese
- 2 = Weißer Zwerg
- 3 = Sternwind des roten Riesen (violett)
- 4 = Materie, die vom Roten Riesen zum Weißer Zwerg strömt.
- 5 = Vom Weißer Zwerg ionisierte Materie, die vorher vom Roten Riesen ausgestoßen wurde (blau-grün).

Teil C Planetarische Nebel beobachten

Auch wenn aus der visuellen Beobachtung heutzutage kaum noch ein wissenschaftlicher Nutzen gezogen wird, da die Ergebnisse eines Beobachters mit individuellen Fehlern behaftet sind und auf jeden Fall nie von einem anderen Beobachter hundertprozentig nachvollzogen werden können, kann man als Amateurastronom auf diesem Weg doch viele interessante Informationen über die Objekte gewinnen und das, was professionelle Wissenschaftler erforschen, bis zu einem gewissen Grad mit eigenen Augen nachvollziehen.

Als visueller Beobachter sollte man sich immer darüber im klaren sein, dass der beobachtete Spektralbereich oft vom fotografierten abweicht. Deswegen sind Fotos und CCD - Aufnahmen nicht unbedingt direkt mit Zeichnungen vergleichbar. Besonders trifft dies im Bereich der bei PN meist starken $H\alpha$ -Linie zu, die fotografisch leicht erfasst werden kann, visuell aber, da sie tief im roten Wellenbereich liegt, kaum zu erkennen ist.

Nachfolgend beschreibe ich instrumentelle und beobachterische Mittel und Wege, Planetarische Nebel erfolgreich zu beobachten. Ein allgemeines Grundwissen wird vorausgesetzt. Sollte der Leser diesbezügliche Probleme stoßen, sei auf [51] verwiesen, wo umfassend auf alle Grundlagen der Amateurbeobachtung von Deep Sky Objekten eingegangen wird.

1. Beobachtungstechnik

Welche Optiken sind geeignet?

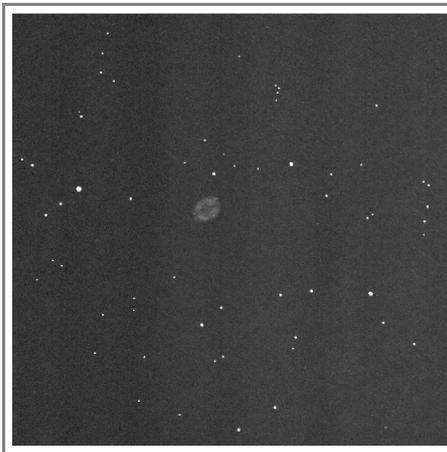
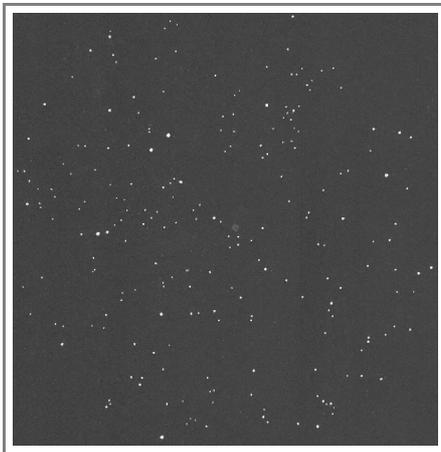


Abb. 50

Planetarische Nebel, die mit dem Fernglas beobachtet werden können.

- a) M27 mit 8x32
- b) NGC 7293 mit 8x32, Beobachtungsort war Namibia.

Für solche Beobachtungen ist es ratsam, das Fernglas auf ein Stativ zu montieren.

Mit einem gewissen Maß an Übung lassen sich viele Einzelheiten Planetarischer Nebel direkt beobachten, ohne dass ein großer Aufwand mit technischen Hilfsmitteln betrieben werden muss. Nur eine gewisse Größe der Optik und die damit verbundene Möglichkeit einer hohen Vergrößerung sind für Detailbeobachtungen wichtig. Große, helle Planetarische Nebel wie M 27 und NGC 7293 lassen zwar auch mit einem Fernglas Einzelheiten sehen, aber damit sind dessen Möglichkeiten abgesehen von sternförmigen Objekten schon ziemlich erschöpft.

Ein Teleskop ab etwa 10 cm Durchmesser lässt dagegen schon in vielen PN Strukturen erkennen. Für etliche kleine Objekte ist aber eine Vergrößerung von mindestens 400x wünschenswert, wofür eine gute Optik von 20cm Untergrenze ist. Dabei sollte man beachten,

dass bei vielen 20cm Schmidt-Cassegrain Teleskopen industrieller Fertigung erfahrungsgemäß bei 300x die Grenzen der Optik schon erreicht sind. Nach oben hin ist natürlich keine Grenze gesetzt. Die meisten der abgebildeten Zeichnungen entstanden mit einem 20cm Schmidt-Cassegrain Teleskop und einem Newton Teleskop von 36cm Öffnung. Hier sind schon beachtliche Ressourcen vorhanden, die man ausschöpfen kann. Zum Glück sind solche Öffnungen heutzutage nicht mehr unerschwinglich, so dass die instrumentellen Voraussetzungen relativ leicht erfüllt werden können.

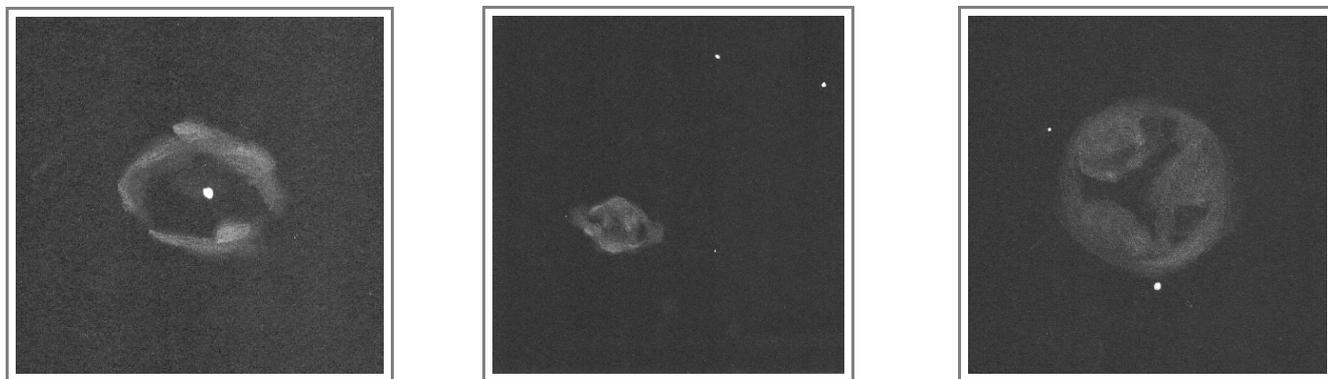


Abb. 51
Planetarische Nebel am 20cm SCT beobachtet

- a) NGC 3132 in ungünstig tiefer Position.
 - b) IC 4406
 - c) IC 5148
- Der Beobachtungsort war Namibia

Grundregeln der Beobachtung

Abgesehen von speziellen Beobachtungstechniken und Erfahrungen gibt es einige Grundregeln, die man beachten muss, um Planetarische Nebel erfolgreich detailliert beobachten zu können.

- Alkohol und Müdigkeit beeinflussen die Wahrnehmung sehr negativ.
- Vor dem Beobachtungsbeginn muss man den Augen genügend Zeit lassen, sich an die umgebende Dunkelheit zu gewöhnen (zu adaptieren), das heißt etwa 20-30 Minuten vom lampenbeleuchteten Raum zur nächtlichen Dunkelheit.
- Ungemein wichtig ist es, sich für die Beobachtung Zeit und Ruhe zu nehmen. Wer in 5 Minuten alle Details eines Objektes sehen will, verpasst das Beste. Man darf sich auf keine Fall davon abschrecken lassen, dass ein PN im ersten Moment ziemlich strukturlos erscheinen kann. Viele Einzelheiten werden erst nach längerer Beobachtungszeit sichtbar, wenn das Auge sich genügend auf das Objekt eingestellt hat. Die Mindestzeit liegt bei einer halben Stunde, detailreiche Objekte verlangen mehrere Stunden genauer Beobachtung.
- Die Anfertigung einer Zeichnung oder Skizze hilft sehr, die gesehenen Einzelheiten festzuhalten und sich nach und nach durch die Gestalt eines PN hindurch zu arbeiten.
- Nichts stört die Wahrnehmung mehr als Voreingenommenheit. Die besten Ergebnisse entstehen bei unbelasteter Beobachtung. Dies ist zwar manchmal bei bekannten Objekten schwierig, da viele Fotos von ihnen kursieren, aber man sollte trotzdem versuchen, solche Erinnerungen möglichst zu ignorieren. Der größte Fehler ist es, wenn man bestimmte De-

tails sehen will, wie die Augen des Eulennebels (M97) oder die Kapuze des Eskimonebels (NGC 2392). Solche Objekte bieten viel differenziertere Einzelheiten, die man nicht durch Voreingenommenheit übersehen darf.

- Erfahrung ist durch nichts zu ersetzen. Im Laufe der Beobachtungszeit wächst die Erfahrung im Wahrnehmen feiner Details. Es mag den Anfänger enttäuschen, viel weniger Strukturen zu erkennen als der erfahrene Beobachter, aber gerade das Erlebnis der Verfeinerung der eigenen Wahrnehmung im Laufe der Jahre ist eine der schönsten Facetten der visuellen Amateurastronomie (Abb.52).

- Zu guter Letzt muss man noch erwähnen, dass es wie in jedem anderen Bereich, in der visuellen Beobachtung nicht nur unterschiedlich verteilte Talente gibt, sondern auch die physischen Voraussetzungen insbesondere des Auges von Mensch zu Mensch variieren und damit nicht jeder Ergebnisse auf gleichem Niveau erreichen kann.

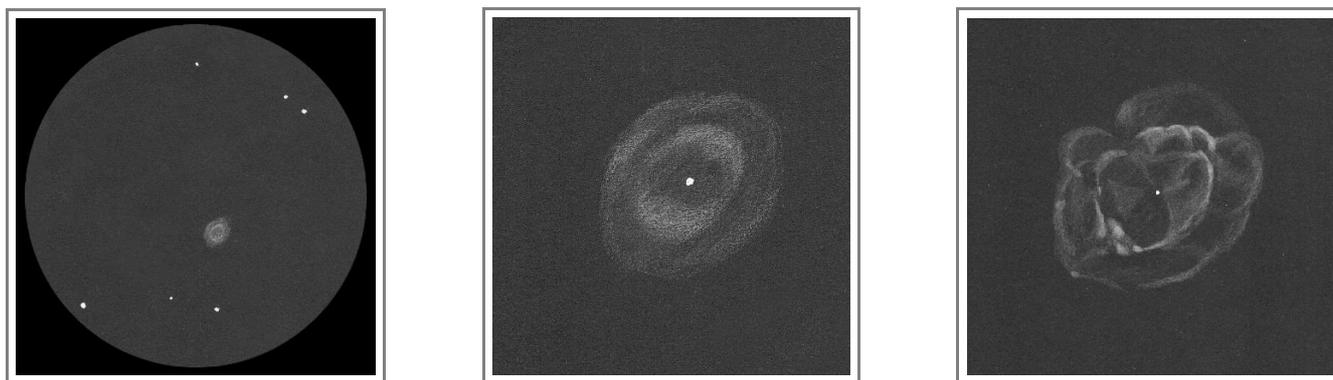


Abb. 52
Beobachtungsschritte (NGC 3242, 36cm Newton)

- a) Der PN im Feld bei 200x
- b) Der PN bei 550x als Ausschnitt vom Feld auf den ersten Blick.
- c) Der PN sorgfältig über ein bis zwei Stunden Beobachtungsdauer mit langjähriger Beobachtungserfahrung.

Grundsätzlich kann man die nötigen Fertigkeiten in zwei Gruppen unterteilen: Die der Beobachtung von schwachen, großflächigen Strukturen und die der Beobachtung kleiner, flächenheller Strukturen. Es kommt allerdings gerade bei Planetarischen Nebeln oft vor, dass durch ein helles Zentralgebiet und schwache umgebende Krone oder gar sehr schwaches Halo beide Aspekte in einem Objekt vereinigt sind.

Flächenschwache PN

Beginnen wir mit dem Fall eines schwachen, großflächigen PN wie PK 164+31.1 (Abb.53). Hier ist die wichtigste Voraussetzung ein dunkler Himmel, damit das Objekt nicht von der Helligkeit des Himmelshintergrundes überstrahlt wird. Der PN wird mit maximaler Austrittspupille (6-7mm), d.h. der niedrigsten für das Teleskop sinnvollen Vergrößerung aufgesucht. Nun versucht man vorsichtig die Vergrößerung zu steigern, bis ein optimaler Anblick erreicht wird. Es kann sein, dass man bei der niedrigsten Vergrößerung bleiben wird, es kann auch sein, dass verschiedene Vergrößerungen unterschiedliche Teile des PN vorteilhaft zeigen, man also einen Compositeindruck aus mehreren Vergröße-

rungen herstellen muss, wenn man alle gesehenen Details in einer Zeichnung unterbringen will.

Ist der Himmel nicht ausreichend dunkel, kann man die Vergrößerung steigern, um den Himmelshintergrund abzdämpfen. Selbstverständlich verringert sich damit auch die wahrgenommene Flächenhelligkeit des Objektes, diese Methode hat damit ihre Grenzen. Trotzdem wird so oft eine Verbesserung erzielt. Erfahrungen aus der Praxis zeigen, dass ein dunkelgrauer Himmelshintergrund oft optimal zum Erkennen schwacher Objekte ist, besser noch als ein komplett schwarzer, wie er z.B. durch zu hohe Vergrößerungen oder manche Filter hervorgerufen wird.



Abb.53
PK 164+31.1, ein sehr flächenschwacher, großer PN, 36cm Newton.

Indirektes Sehen

Wichtig ist es, die Technik des indirekten Sehens zu beherrschen. Man schaut dabei nicht direkt auf das Objekt oder den vermuteten Ort, sondern knapp daneben vorbei. Am besten geht man mit dem Blick langsam im Feld spazieren, wobei sichtbare Sterne, wenn sie nicht zu hell sind, sehr helfen können. Dann sieht man sozusagen aus dem Augenwinkel das Objekt, während es sofort verschwindet, wenn man direkt darauf blickt (Abb.54). Dies hat seine Ursache darin, dass die direkte Sichtweise mit den Sehzellen des gelben Fleckes im Auge arbeitet. Hier ist die maximale Schärfe, Auflösung und Farbwahrnehmung des Auges in einem sehr kleinen Bereich konzentriert. Diese farbempfindlichen Zellen haben nur einen Nachteil: sie sind nicht besonders lichtempfindlich. In den Randbereichen der Netzhaut befinden sich, lockerer verteilt, farbempfindliche Zellen und vor allem schwarz-weiß empfindliche Zellen hoher Lichtsensitivität (Abb.55). Deswegen sehen nachts alle Katzen grau aus und deswegen sehen wir nachts weniger Einzelheiten als im hellen Tageslicht und deswegen sehen wir indirekt am Sternenhimmel schwächere Einzelheiten als direkt. Da die lichtempfindlichen Zellen im Auge nicht gleichmäßig verteilt sind, gibt es mehr oder weniger vorteilhafte Richtungen am Objekt vorbeizuschauen, um es indirekt sehen zu können. Dies muss jeder Beobachter für sich selbst herausfinden, da es individuelle Unterschiede zu geben scheint. Indirekt kann man Objekte nicht in der Art mit dem Auge fixieren, wie man es bei direkter Sichtweise gewöhnt ist. Deswegen ist es vorteilhaft mit dem Blick langsam im Feld umherzuwandern. Dabei können schwache Feldsterne sehr hilfreich sein.

Ein wichtiger Punkt gerade bei der indirekten Beobachtungsweise liegt darin, dass man Objekte oder ihre Details nicht permanent sondern nur zeitweise erkennen kann. Dies bedeutet nicht unbedingt eine unsichere Sichtung. Mit etwas Erfahrung sind auch solche blickweisen Eindrücke gut festzuhalten. Unser Auge hat die Fähigkeit in kleinen Momenten ruhiger Luft in kürzester Zeit viele Details zu erkennen. Es kommt darauf an, dass sie nicht einmalig, sondern mehrfach recht deutlich, in der gleichen Form wiederkehren. Mit vielen, wiederholten Beobachtungen sammelt man wichtige und unersetzliche Erfahrungen.

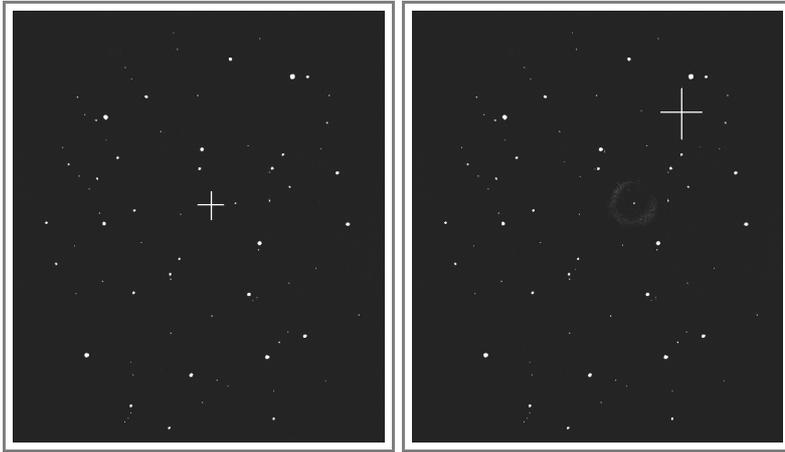


Abb. 54
Der Effekt der indirekten Sichtweise

- a) Beim Blick direkt auf den Ort des Objektes bleibt dieses unsichtbar.
 b) Blickt man neben den Ort des Objektes, konzentriert sich aber mit den Randbereichen des Sehfeldes auf den richtigen Platz, kann das Objekt plötzlich gut zu sehen sein. Ob man besser über, unter, links oder rechts vom Objekt fixiert, ist individuell festzustellen. Es kann hilfreich sein, einen schwachen Stern im Feld zu fixieren. Auch das Wandern des Blickes im Feld kann schwache Objekte zum Vorschein bringen.

Ist ein Objekt nur sehr schwer oder erst gar nicht zu sehen, kann folgender Trick manchmal weiter helfen: Das Teleskop wird ganz leicht angeschoben, um das Blickfeld in Bewegung zu versetzen. Unser Auge reagiert auf bewegte Reize stärker als auf statische. Deswegen lassen sich so verborgene Nebelschleier manchmal doch erkennen.

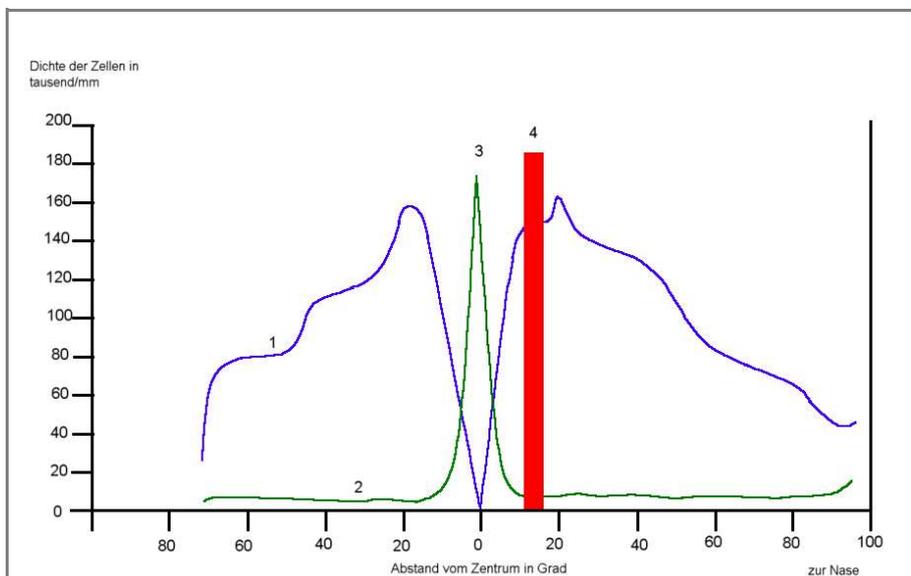


Abb.55
Verteilung der lichtempfindlichen Zellen im Auge

- 1= Verteilung der hell/dunkel empfindlichen Stäbchen.
 2 = Verteilung der farbempfindlichen Zapfen.
 3 = Gelber Fleck. Hier erreicht die Dichte der Zapfen ein Maximum, während die Zahl der Stäbchen gegen Null sinkt.
 4 = Blinder Fleck. Hier mündet der Sehnerv ins Auge.(nach [39])

Flächenhelle PN

Flächenhelle PN gehören zu den wenigen Himmelsobjekten, die dem visuellen Beobachter Farben erkennen lassen. Wenn die [OIII] Linien dominieren, was meistens der Fall ist, erscheint der Nebel blaugrün. Eine Optik von 20cm bis 30cm Durchmesser ist dafür die Untergrenze, eine niedrige Vergrößerung vorausgesetzt. Bei ganz wenigen Objekten wie BD 30°3639 (hier aber erst ab 50cm Öffnung) erkennt man sogar die Farbe Rot.

In der Detailbeobachtung von flächenhellen Planetarischen Nebeln wird oft der Faktor Vergrößerung unterschätzt. Auch wenn eine hohe Vergrößerung schwache Außenbereiche verschwinden lassen kann, hilft sie sehr, feine Details im hellen Bereich zu erkennen (Abb.56). Wir erinnern uns, dass die Netzhautzellen, welche für die Nachtsicht verantwortlich sind, nicht im gelben Fleck, sondern in den Nebengebieten mit geringerer Konzentration angeordnet sind. Das bedeutet, dass die Auflösung des Auges nicht mehr so hoch ist, wie bei Beobachtung in hellem Licht, welches auch im Falle von Planeten wie Jupiter und Saturn gegeben ist. Deswegen ist es sinnvoll so hoch wie möglich zu vergrößern, um die Details in den Auflösungsbereich der Netzhautzellen zu bringen, denn dann können sie auch visuell erkannt werden. (Hier liegt ein grundlegender Unterschied zur Planetenbeobachtung, da man dort mit direkter Sichtweise d.h. mit dem gelben Fleck die Höchstauflösung des Auges erzielt. Hier reichen also schon niedrigere Vergrößerungen, während bei Maximalvergrößerung das Planetenbild flau wird und die Einflüsse der Luftbewegung stärker stören.) Mit hoher Vergrößerung ist das Doppelte des Objektivdurchmessers in mm gemeint. Für ein 30cm Spiegelteleskop bedeutet dies 600x. Gegebenenfalls kann ein geübter Beobachter diesen Wert auch deutlich überschreiten. Dies sollte ohne Rücksicht auf Luftbewegung und optische Fehler des Instrumentes probiert werden, da ja die volle Auflösung des Auges bei indirektem Sehen sowieso nicht genutzt wird. Man wird nicht immer bis zu dieser Grenze gehen können, da es sein kann, dass die Luftunruhe besonders bei horizontnahen Objekten doch allzu stark ist oder dass einfach die Helligkeit des PN einbricht, es ist aber wichtig, die Möglichkeit zu haben, das maximal Mögliche auch auszureizen. Ein weiterer Vorteil der hohen Vergrößerung liegt in der Unabhängigkeit von der Helligkeit des Himmelshintergrundes. Solche Beobachtungen lassen sich sowohl unter Stadtbedingungen (bis zu einem gewissen Grad) oder auch hellem Mondlicht bis zum Vollmond mit Erfolg durchführen.

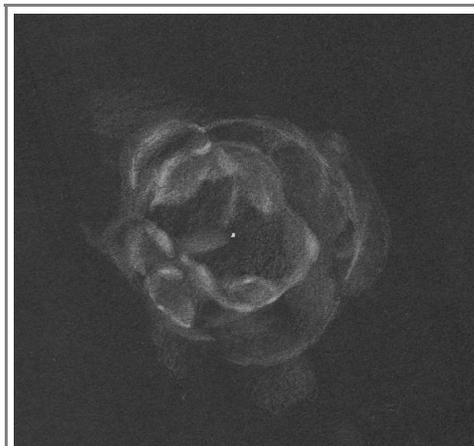


Abb.56
 NGC 7662
 Dieser PN ist ein Paradebeispiel für flächenhelle PN. Die Zeichnung entstand am 36cm Newton bei 740x.

Winzige PN

Sehr interessant ist die Beobachtung von sehr kleinen PN, die in der Literatur zum Teil nur als sternförmig beschrieben werden. Sie stellen im Größenintervall von 4 bis 12 Bogensekunden den Hauptteil aller Planetarischen Nebel dar, wobei sie oft hohe Flächenhelligkeiten besitzen. Dies ist ein Bereich in dem jedes Amateurlteleskop noch Details auflösen kann, eine entsprechende Vergrößerung vorausgesetzt. Die Beschreibungen aus der Fachliteratur dürfen da nicht irritieren. Auf den früher üblichen Fotoplatten sieht ein Objekt von 5 Bogensekunden Durchmesser einfach sternförmig aus. Deswegen kann man sogar visuell noch Details entdecken, die in der Profilitatur kaum zu finden sind (Abb.57). Da man die Einzelheiten auch hier indirekt am besten wahrnimmt, ist die Erfahrung in dieser Beobachtungstechnik wieder von großer Bedeutung. Eine große Hilfe sind bei diesen sehr kleinen PN Nachbarsterne, die mit im Blickfeld liegen. Mit ihrer Hilfe kann

man Einflüsse der Luftbewegung und der Optik durch Vergleichen sozusagen herausrechnen.

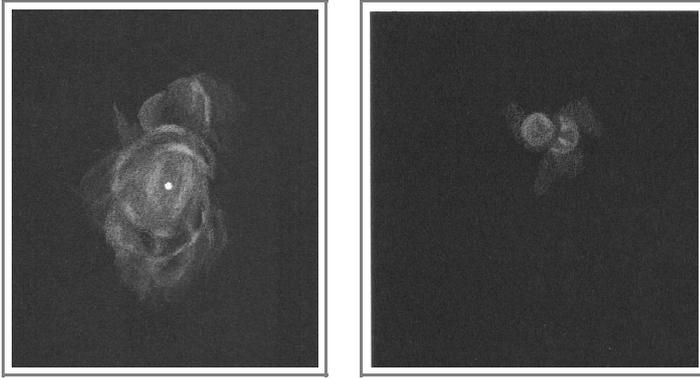


Abb. 57

Beispiele für sehr kleine, helle PN.

a) NGC 6572

b) IC 4997

Beide Zeichnungen am 36cm Newton bei 740x.

Durch den Einfluss der Luftbewegung steht man oft vor dem Problem, dass mehrere eng benachbarte Details in unterschiedlichen Anordnungen miteinander

zu verschmelzen scheinen. (Einzelheiten können schon ab 10 cm Teleskopöffnung bei einem Objekt gleichzeitig in unterschiedlichen Richtungen schwanken.) Auf jeden Fall hilft da längeres, intensives Beobachten, im Ende aber wird man sich mit einem gewissen Unsicherheitsfaktor auf eine Ansicht festlegen müssen. Dieser wird mit zunehmender Erfahrung geringer, man muss aber auch feststellen, dass er bis zu einem gewissen Grad auch bestehen bleibt.

Bestimmte Details stellen sich durch unterschiedliche Auflösung variabel dar. Zum Beispiel wird, wenn die Auflösung nicht ausreicht, aus einem engen Bogen ein Knoten, wie praktische Versuche gezeigt haben.

2. Zeichentechnik

Anfertigung einer Zeichnung

Wie gesagt, mischen sich flächenhelle und schwache Strukturen in vielen PN, deswegen kommt man nicht umhin, verschiedene Vergrößerungen zu verwenden, um vom hellen Zentrum bis zum schwächsten Halo alle Einzelheiten des Objektes zu erfassen. Damit erklärt sich zum Teil auch die Forderung, sich viel Zeit für jede einzelne Beobachtung zu nehmen.

Man wird auch schnell feststellen, dass niemals alle Strukturen eines PN gleichzeitig erfasst werden können. Obendrein werden viele Einzelheiten nur blickweise sichtbar. Hier kommt wieder der große Vorteil unseres Auges ins Spiel, in Momenten ruhiger Luft gute Bilder zu erkennen und aufzunehmen. Deswegen ist es wichtig, eine Zeichnung des Gesehenen während der Beobachtung anzufertigen und den PN nach und nach, Teil für Teil genau zu betrachten. Dieser Vorschlag mag für einen 5sekündigen PN zwar im ersten Moment kurios erscheinen, in der Praxis ist er aber absolut sinnvoll. Im Laufe der Zeichnung wird der Detailreichtum des Objektes auf dem Papier und im Okular immer mehr anwachsen. Durch wiederholtes Überprüfen der Einzelheiten, wird ihre Existenz und die genaue Form verifiziert und korrigiert.

Material und Ablauf der Zeichnung

Eine Zeichnung ist meines Erachtens für den visuellen Amateurastronomen die einzige Methode, alle gesehenen Einzelheiten festzuhalten. Deswegen soll hier kurz ein mögliches Verfahren beschrieben werden.

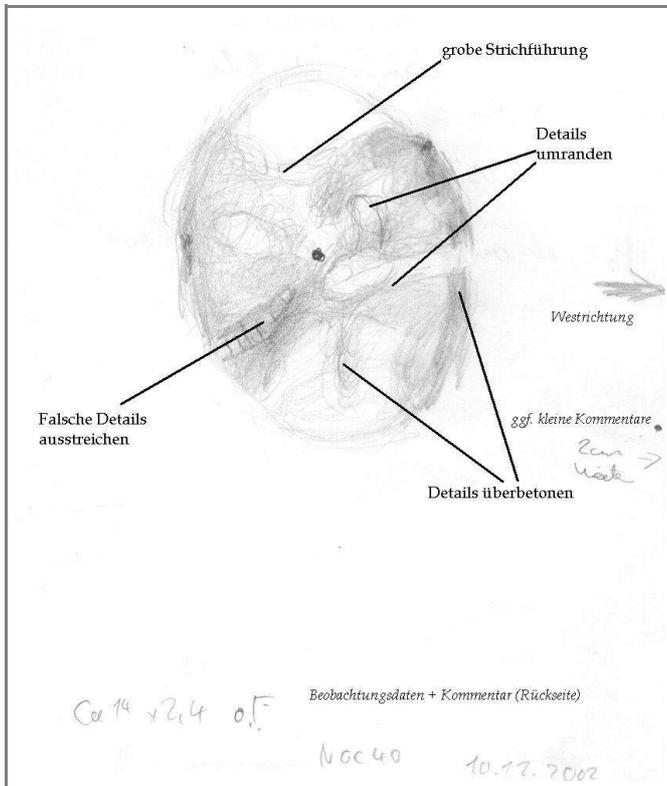


Abb. 58
Rohzeichnung

So kann die Zeichnung aussehen, die nachts mit Bleistift auf weißem Papier angefertigt wird. Es kommt nicht auf die Schönheit an, sondern darauf, dass alle gesehenen Details nachvollziehbar eingezeichnet werden, so dass auch einige Tage später noch eine korrekte Reinzeichnung erfolgen kann. Wichtiger Zusatz ist ein kleiner beschreibender Text der Beobachtung.

- Nachts am Teleskop fertigt man zuerst eine Rohzeichnung mit Bleistift auf weißem Papier an (Abb.58). Später kann bei Licht daraus eine zweite genaue Zeichnung weiß auf schwarz erstellt werden.

- Als Material braucht man eine feste Zeichenunterlage, wofür ein Brett oder praktischerweise ein Ringbuch dienen kann. Das weiße Zeichenpapier kann man unliniert oder kariert verwenden. Eine Größe von DIN A5 ist gut handzuhaben, während A4 schon recht sperrig und schwer auszuleuchten ist. Dieses Format ist großen Objekten wie M 27 und erfahrenen Zeichnern vorbehalten. Zum Zeichnen verwendet man zweckmäßigerweise einen Druckbleistift z.B. mit 0.9mm Stärke und Härte HB oder B. Das Blatt wird mit einer oder mehreren roten Leuchtdioden ausgeleuchtet. Um die Helligkeit gleichmäßig zu verteilen, kann man diese in mattierte Acrylglascheiben oder -stäbe einkleben, dies ist sehr wirkungsvoll. Nach oben hin wird die Beleuchtung mit einem Blendschutz abgedeckt. Sie sollte regelbar sein, um eine Blendung der Augen durch Reflektion am weißen Papier zu vermeiden. Solche Konstruktionen sind auf dem Markt nicht erhältlich, weswegen man um einen Selbstbau kaum herumkommen wird.

- Wenn man feinste Details in PN festhalten will, ist es im Regelfall sinnlos, das komplette Bildfeld zu zeichnen. Im Verhältnis zum gesamten Feld ist der PN fast immer sehr klein. Auf der Zeichnung hätte er nur wenige Millimeter Durchmesser, was keinen Raum lässt, Details präzise festzuhalten. Es wird also nur das Objekt selbst, ggf. gemeinsam mit darin und eng dabei stehenden Sternen gezeichnet. (man kann zusätzlich eine kleine Übersichtsskizze zur Orientierung im Sternfeld anfertigen) Als Anhaltswerte für die Größe des Objektes auf der Zeichnung kann man bei 5 Bogensekunden Durchmesser etwa 2-3cm annehmen, bei 15-20" schon 10cm. Dies scheint zwar vielleicht im ersten Moment recht viel, ist aber unbedingt nötig, um gesehenen Strukturen ortsgenau und formgenau einzeichnen zu können.

- Durch die Größe der Zeichnung braucht man erst mal nicht allzu penibel zu verfahren, die Strichführung kann grob sein, was nachts in Kälte und Dunkelheit auch passend ist.

Auch kann man Fehler ausstreichen oder dunkle Bereiche im Nebel durch eine Umrandung hervorheben. Kleine Kommentare und die Westrichtung (in dieser Richtung bewegen sich Himmelsobjekte, die man im nicht nachgeführten Teleskop anschaut) finden ihren Platz.

- Diese Rohzeichnung wird möglichst gleich am nächsten Tag in eine präzise Weiß auf Schwarz Zeichnung umgezeichnet. Ein weicher weißer Buntstift für den Nebel und ein gut deckender weißer Gelstift für den Zentralstern auf schwarzen Fotokarton sind das nötige Material. Die Übergänge werden weich mit einem Filz- oder Pappwischer geschumert. Die Kontraste versucht man möglichst genau wiederzugeben, Umrandungen werden durch Helligkeitsstufen ersetzt. So entsteht ein ästhetisches Bild, welches alle Einzelheiten wie gesehen darstellt. Es macht große Freude, solche schönen Ergebnisse zu sammeln. Amateurastronomische Zeitschriften veröffentlichen diese auch gerne, so dass auch andere Sternfreunde einen Nutzen daraus ziehen können.

Darstellungsweise

Die Frage, wie das Objekt zeichnerisch dargestellt wird, ist von jedem Sternfreund selber zu entscheiden. Um etwas Probiererei wird man jedenfalls nicht herumkommen, da es einige Schwierigkeiten in der Übertragung des Gesehenen auf das Papier gibt.

- Einmal wohnt den meisten PN ein ungeheurer Helligkeitsumfang inne, der sich eins zu eins nicht abbilden lässt. Man denke nur an ein helles Objekt wie NGC 6543 und seine kaum sichtbaren Außenbereiche, den Halo mit dem Haloknoten IC 4677. Der Helligkeitsumfang muss auf jeden Fall reduziert werden, um eine gemeinsame Wiedergabe überhaupt zu ermöglichen.

- Zum zweiten besteht normalerweise eine sehr starke Kontrastdynamik. Sehr starke Kontraste vom hellsten bis zum dunkelsten darstellbaren Wert finden sich direkt neben kaum wahrnehmbaren Nuancen. Gerade die Darstellung von Details mit sehr flachen Kontrasten, die zwar definitiv sichtbar sind, bei der Zeichnung aber unweigerlich überhöht wiedergegeben werden müssen, um sie kenntlich zu machen, ist ein häufiges Problem. Man wird also in einem Bereich eine Kontrastverstärkung, in anderen wieder Kontrastverminderung anwenden müssen.

- Indirekte Sichtweise lässt sich natürlich auf dem Papier nicht simulieren, dies ist allerdings auch nicht Sinn der Übung. Die Zeichnung wird also auf jeden Fall alle Einzelheiten wesentlich deutlicher wiedergeben, als sie im Okular erscheinen. Dafür verändern sich zwingender Weise die abgebildeten Helligkeitsverhältnisse zum realen Bildeindruck. Die Unterschiede können ziemlich stark ausfallen.

Diese Punkte muss man sich also beim Anblick jeder detailreichen Astrozeichnung gewärtigen. Deswegen sind gute Zeichnungen auch gegenüber ungeübten Beobachtern oder oberflächlicheren Zeitgenossen immer erklärungsbedürftig. Sie entsprechen nicht unbedingt dem realen Anblick des Objektes. Im Vordergrund steht die Darstellung aller erfassbaren Details.

3. Filter

a) Linienfilter

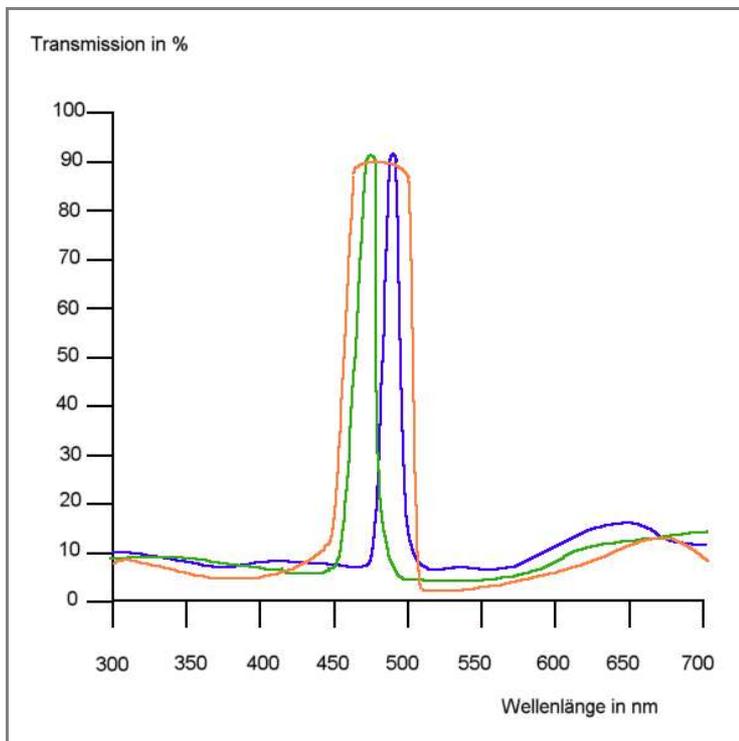


Abb. 59
Interferenzfilter

Diese Filter sind so konstruiert, dass hauptsächlich das Licht eines begrenzten Wellenlängenbereichs durchgelassen wird. Typischerweise liegen seitlich der Hauptlinie weitere Durchlassbereiche, die visuell nicht stören, da sie außerhalb des Wahrnehmungsbereiches des Auges liegen. Einen Fotografen können sie dennoch beeinträchtigen, da Filme und CCDs in anderen Wellenbereichen empfindlich sind. Die Kurven geben nur ungefähre Verläufe, genauere Angaben muss man versuchen beim jeweiligen Hersteller zu bekommen. Da es allerdings Unterschiede von Hersteller zu Hersteller in der Produktionsgenauigkeit gibt, sollte man am besten Filter verschiedener Herkunft ausprobieren.

blau - [OIII]-Filter sind zentriert auf die Wellenlängen 500.67nm und 495.90nm und erfassen diese mit einer durchschnittlichen Halbwertsbreite von 8-10nm gemeinsam.

grün - H β -Filter erfassen die Linie von 486.13nm mit ebenfalls einer durchschnittlichen Halbwertsbreite von 8-10nm.

orange - Sogenannte UHC- oder Schmalbandfilter lassen sowohl die o.g. H β - als auch die [OIII]-Linien passieren mit mindestens der doppelten Halbwertsbreite der Linienfilter.

Halbwertsbreite nennt man die Breite der Durchlasskurve im Bereich des halben maximalen Durchlasses.

In den letzten Jahren sind auf dem Markt auch für Amateure erschwingliche Interferenzfilter erhältlich, welche die hellsten Emissionslinien Planetarischer Nebel für die Beobachtung herausfiltern können. Es handelt sich einmal um H β - (486,13 nm) und [OIII] - (500,67 nm+ 495,9nm) Filter und zum anderen um sogenannte UHC- bzw. Schmalbandfilter, welche sowohl H β als auch die beiden hellsten [OIII]-Linien gemeinsam passieren lassen (Abb.59).

Verwendung zur besseren Wahrnehmung

Im gewöhnlichen Gebrauch der meisten Amateurastronomen werden für PN nur der [OIII] und der UHC Filter verwendet, und zwar um den Kontrast bei der Beobachtung zum Himmelshintergrund zu steigern und damit den PN deutlicher oder überhaupt erst sichtbar werden zu lassen. Da der [OIII] Filter wesentlich weniger Licht passieren lässt, als der UHC, wird er erst ab ca. 10-15 cm Teleskopdurchmesser empfohlen. Die erzielten Verbesserungen des Bildeindruckes, sind bei großflächigen und flächenschwachen PN sehr bemerkenswert.

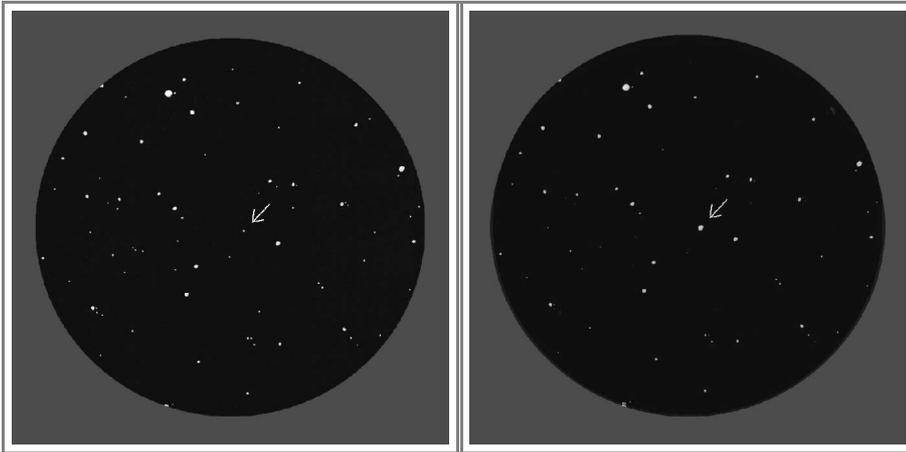


Abb. 60
Wirkung des Filterblinks

- a) Anblick des Feldes ohne Filter. Der PN ist als schwacher Stern im Feld nicht von anderen Sternen zu unterscheiden.
b) Der [OIII]- oder UHC- Filter (in seltenen Fällen auch der H β - Filter) vor dem Okular dämpft das Licht der Sterne und hebt den PN mehr oder weniger deutlich aus dem Feld hervor.

Als weitere verbreitete Anwendung ist der sogenannte Filterblink zu nennen. Hierbei wird der [OIII] oder der UHC Filter eingesetzt, um sternförmige PN aus einem Sternfeld herauszufinden. Mit einem Filterschieber o.ä. wird der Filter vor das Okular und wieder zurück bewegt. Der PN fällt durch einen scheinbaren Helligkeitsanstieg mit Filter oft schnell auf (Abb.60). (Dies nur scheinbar, da der PN gleich hell bleibt, Himmelshintergrund und Sterne aber abgeschwächt werden.) Mit H β lassen sich nur wenige Objekte schwach blinken wie der PN BD 30°3639, der auch als Campbell's Hydrogen Star bekannt ist. Um den PN dann bei hoher Vergrößerung detailliert zu beobachten, entfernt man den Filter besser wieder.

Beobachtung physikalischer Eigenschaften

Leider wird meist vergessen, dass diese Filter echte wissenschaftliche Geräte darstellen, die zur Untersuchung der physikalischen Eigenschaften von PN genutzt werden können. Die Filter zeigen ja Emissionslinien, die für die Anregung bestimmter Ionen stehen. Deswegen sieht man im [OIII] Filter ein etwas anderes Bild des PN als im H β Filter. Spannend ist es nun, möglichst genaue Zeichnungen in beiden Bereichen anzufertigen und diese zu vergleichen. Abgesehen davon, dass der PN in H β meist schwächer erscheint, lassen sich damit auch unterschiedliche Details beobachten. Die praktische Erfahrung zeigt, dass oft die Außenbereiche des PN in H β verhältnismäßig mehr betont werden. Auch kleine Einzelheiten können verschieden herauskommen. Eine Untersuchung lohnt auf jeden Fall. Wenn man schon beim Vergleichen ist, sollte man auch den Helligkeitsunterschied des PN in beiden Filtern festhalten, denn damit ergibt sich schon ein Hinweis auf den Anregungsgrad. Campbell's Star (BD 30°3639) z.B. dominiert sehr deutlich im H β und wird als schwach angeregter PN eingestuft.

Leider sind für Hobbyastronomen keine kommerziell hergestellten HeII-Filter erhältlich. Mit Ihnen kann die Anregungsklasse genauer bestimmt werden und es bietet sich ein weiterer, neuer Anblick des Objektes (Abb.61). Viele helle PN leuchten in der HeII-Linie hell genug, um auch visuell untersucht zu werden, wobei es immer wieder Überraschungen geben kann. Zum Beispiel IC 4997 verschwindet trotz extrem hoher Flächenhelligkeit in dieser Wellenlänge völlig.

Um einen HeII-Filter sinnvoll anzuwenden, sollte man mindestens 30cm - 35cm Öffnung einsetzen und einige Beobachtungserfahrung mitbringen.

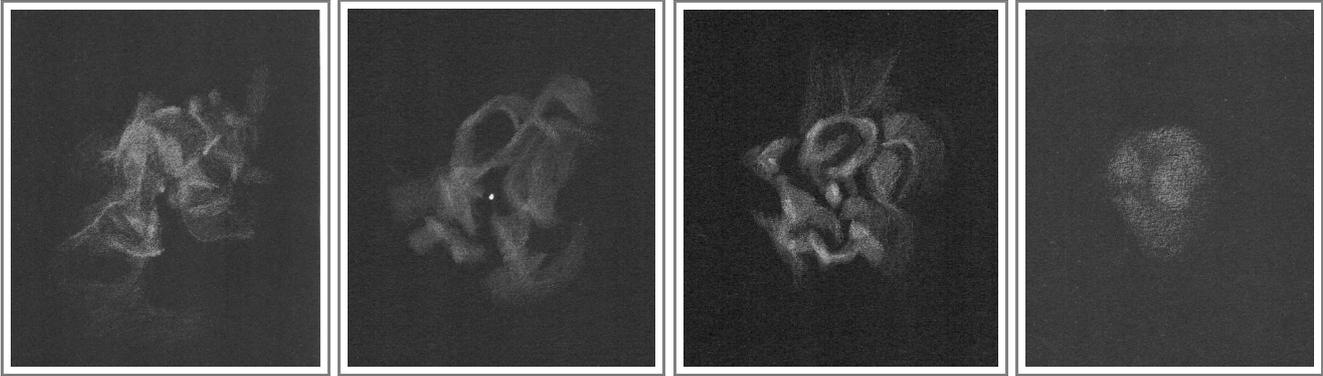


Abb. 61
Linienfilter an NGC 6210

- a) = Filterlose Beobachtung
 - b) = H β Beobachtung. Hier sticht besonders der Zentralstern hervor.
 - c) = [OIII] Filter schafft in diesem Fall die kontrastreichsten Strukturen.
 - d) = Der Anblick in einem professionellen Hell Filter (3nm H α wb)
- Alle Zeichnungen am 36cm Newton

b) Farbfilter

Auch mit einfachen Farbgläsern ist es möglich, interessante Untersuchungen an PN anzustellen. Der nutzbare Wellenlängenbereich für das Auge liegt im Nachtsichtmodus etwa zwischen 360 und 600 Nanometern mit dem höchsten Wert bei 500 nm, der zu den Seiten des theoretisch sichtbaren Spektrums gegen Null abfällt. In der Praxis sind deswegen Rotfilter- nicht mehr zu benutzen. Über 600 nm reichen die auftreffenden Lichtquanten nicht aus, die Netzhautzellen zu reizen. Leider bleiben die H α Linie (656,3nm) und die [NII] Linien (654,8nm und 658,4nm) deswegen für visuelle Beobachter unerreichbar.

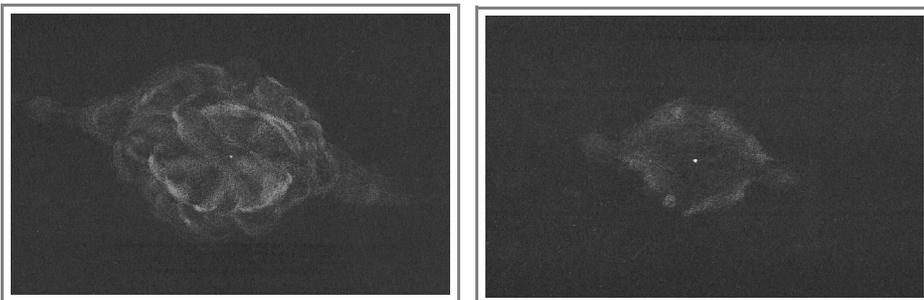


Abb. 62
Wirkung des Orangefilters an einem hellen PN (NGC 7009)

- a) = Bei der Beobachtung ohne Filter wird der Zentralstern fast oder ganz vom hellen Nebel überdeckt.
- b) = Der Orangefilter drängt den Nebel zugunsten des Sternes zurück.

Orangefilter- (über ca. 550nm) zeigen nur bei wenigen PN überhaupt ein Bild aber nicht unbedingt nur bei den hellsten. Die genaue erfasste Wellenlänge ist nicht zu bestimmen es kann sich am ehesten um HeI (587,56nm) und [NII] (575,49nm) handeln. Ein im hellen Nebel verborgener Zentralstern kann mit diesem Filter aufgespürt werden, da der Nebel sehr stark unterdrückt wird, der Stern aber noch hell genug bleibt, um gesehen zu werden (Abb.62).

Gelbfilter- (über ca. 480nm) Ohne bestimmte Wellenlängen herauszufiltern, erhält man oft eine besseren Kontrast zum Himmelshintergrund. Dunkle Bereiche im Inneren des PN füllen sich mit Helligkeit, die Kontraste können also abgeschwächt werden. Helle Emissionsknoten erscheinen verhältnismäßig schwächer.

Grünfilter- (Maximum bei ca. 520nm) geben meist ein ähnliches Bild wie ein UHC/ Schmalbandfilter heben den Kontrast aber nicht so sehr an.

Blaufilter- (Maximum bei ca. 480nm, erfasst hellste [OIII]- und H β -Linien gut) ähneln in ihrer Wirkung auch dem UHC/ Schmalbandfilter und heben den Kontrast normalerweise mehr an als ein Grünfilter. Blaufilter und Grünfilter unterscheiden sich in ihrer Wirkung, deswegen lohnen sich Vergleiche.

Violettfilter- (Maximum bei ca. 440nm) liegen im Bereich einer schwachen [OIII] Linie (436.32nm) und einer H γ Linie (434.04nm). Der Helligkeitsabfall im Okular ist sehr stark, meist ist vom PN nichts mehr zu sehen. Es kann sein, dass ein in der Nebelmasse verborgener Zentralstern sichtbar wird.

c) Polarisationsfilter



Abb.63
GN 21.00.3 (Egg-Nebel) im polarisierten Licht. Kein anderes Himmelsobjekt zeigt eine derart starke Polarisation.

Als letzter Filter sei noch der Polarisationsfilter erwähnt. Um ihn einzusetzen, ist Erfahrung und ein großes Teleskop nötig, kaum ein Amateur hat sich bisher mehr als peripher auf dieses Terrain gewagt. Bekannt ist die starke Polarisation mancher Protoplanetarischer Nebel wie GN 21.00.3 ("Egg" Nebel), die schon ab 30cm Öffnung gut zu sehen ist (Abb.63) oder von M1-92 ("Footprint") von dem Sichtungen der Polarisation ab 62cm Öffnung bekannt sind [22] (36cm reichen nach eigenen Erfahrungen nicht aus).

Hier besteht also noch sehr großer Forschungsbedarf.

4. Daten und Referenzen

Für die Beobachtung Planetarischer Nebel existieren einige Kataloge, aus denen man die notwendigen Positionsdaten bekommen kann.

In dem, bei Amateuren so beliebten, Messier Katalog finden sich vier Planetarische Nebel, M 27 auch als Hantelnebel bekannt, M 57 der Ringnebel in der Leier, M76 der kleine Hantelnebel und der Eulennebel M 97.

Im ebenso verbreiteten New General Catalogue (NGC) finden sich schon 95 Planetarische Nebel der Nord und Südhemisphäre (die beiden Messier PN eingeschlossen), wozu der Index Catalogue (IC) noch einmal 36 Objekte hinzufügt. Für Beobachter aller Erfahrungsgrade mit verschiedensten Öffnungen bietet sich hier reichlich Stoff für klare Nächte.

Wer eine dunklen Himmel zum Beobachten erreichen kann und an schwachen, ausgehenden Objekten Interesse hat, findet im Katalog von Abell die richtigen Ziele. Auch wenn hier eigentlich nur Planetarische Nebel verzeichnet werden sollten, sind von den aufgelisteten 86 Objekten nur 72 tatsächlich Planetarische Nebel. Es finden sich kleine Überschneidungen mit dem NGC und IC Katalog (A37 = IC 972, A50 = NGC 6742, A 67 = IC 1454).

Da ein kompletter Katalog Planetarischer Nebel für die Fachastronomie fehlte und ständig neue PN entdeckt wurden und werden, führten als erste Perek und Kohoutek eine Katalog ein, der sämtliche bekannten PN enthielt und überdies ohne die Reihenfolge der Nomenklatur zu stören, erweitert werden konnte. Dieser Katalog erschien 1967 als "Catalogue of Galactic Planetary Nebulae" und hat nach verschiedenen Erweiterungen eine Komplettüberarbeitung im Jahr 2000 erfahren. Der PK, wie er in Amateurreisen abgekürzt wird, gibt statt einer fortlaufenden Nummer zuerst die galaktische Länge, dann die Breite gerundet ohne Dezimalen an. Hinter der Breite befindet sich eine fortlaufende Nummer, mit welcher die PN in diesem Bereich durchgezählt werden. NGC 7008 bekommt damit die Bezeichnung PK 93+5.2; 93° ist die galaktische Länge, 5° die galaktische Breite und 2 die in diesem Gebiet fortlaufende Nummer.

Da sich durch große PN-Dichte Richtung Milchstraßenzentrum in Einzelfällen doch Schwierigkeiten mit der Bezeichnung ergaben, wurde 1992 von Agnes Acker et al. im "Strasbourg ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae" [21] diese Nomenklatur etwas erweitert. Hier werden nur die galaktischen Koordinaten aber auf eine Dezimale genau verwendet. Die Bezeichnung für NGC 7008, PK 93+5.2 ändert sich damit in PNG 093.4+05.4. Hiermit sollten alle Schwierigkeiten der Bezeichnung gelöst sein.

Allerdings sind diese Zahlenkombinationen nicht sehr eingängig. Auch wenn sie unbestreitbare Vorteile besitzen, werden soweit vorhanden vielfach doch NGC , IC und Abell Bezeichnungen verwendet. Auch bei anderen PN benutzt man gerne die Abkürzung des Entdeckernamens mit fortlaufender Nummerierung.

Schwieriger ist es, brauchbare Angaben über Durchmesser und Helligkeit eines Planetarischen Nebels zu bekommen.

Der Durchmesser von Planetarischen Nebeln wird im Normalfall über fotografische oder CCD Aufnahmen ermittelt. Es ist einsichtig, dass je nach Belichtungszeit der Durchmesser eines Objektes unterschiedlich sein muss. Ebenso variiert der Durchmesser mit der beobachteten Emissionslinie. Als Wert wird deshalb gewöhnlich der größte Durchmesser des hellsten Innenbereiches angegeben, der aber auch nicht einheitlich definiert wird.

Daraus resultiert, dass die meisten Kataloge als Zusammenstellungen Daten verwenden, die mit unterschiedlichen Meßmethoden entstanden sind und damit schon in sich nicht richtig vergleichbar sind. In [38] wurde versucht, Durchmesser einer großen Zahl von PN nur in $H\alpha$ (oder $H\alpha + [NII]$) mit verschiedenen Meßmethoden zu bestimmen. Nach Vergleich dieser Methoden wurden für die äußere Begrenzung des PN 10% der Maximumflächenhelligkeit des PN angenommen. Diese Werte werden in der nachstehenden Zusammenstellung von PN (Teil D) nach Möglichkeit verwendet. Ansonsten sind die Daten in Teil D aus [23] entnommen.

Durchmesser von Halos tauchen in Katalogen nicht auf, man muss sie einzeln aus Facharbeiten herausuchen.

Helligkeiten, die für die Beobachtung hilfreich sind, findet man vor allem in Amateurpublikationen wie [25] oder [26], visuelle und fotografische Helligkeiten werden angegeben. Die Daten sind nicht unbedingt wirklich aussagekräftig, da nie klar ist, welche Fläche des PN zur Messung verwendet wurde. Ein fast sternförmiger PN von 14m0 kann im 30cm Teleskop einfach zu beobachten sein, während ein PN von 400" Durchmesser und 12m0 Gesamthelligkeit unsichtbar bleibt. Auch Beobachtungsberichte anderer Amateurastronomen helfen nicht immer, da die Beobachtungsbedingungen oft ungleich sind. Hier muss man einfach selbst ausprobieren. In modernen, professionellen Katalogen wird man vergeblich nach Helligkeitswerten forschen. Hier findet man sogenannte Fluxwerte für einzelne Emissionslinien. Nach ihnen kann man sich eine ungefähre Sichtbarkeitschance ausrechnen. Dieses ist im Teil D in Form von "Linienpunkten" durchgeführt worden. Die dort aufgeführten Werte sind zusammen mit den Erfahrungen des einzelnen Beobachters ein guter Anhalt zur Sichtbarkeit der PN.

Eine umfangreiche Zusammenstellung im Amateurbereich findet sich in [42].

Literatur

- [1] Der neue Kosmos, A. Unsöld, B. Baschek, 2000
- [2] New developments in understanding the HRD diagram, C. Ciosi, 1992, AR of A&A, 30,235-285
- [3] Visual wide binaries and the structure of planetary nebulae, N. Soker, 1999, AJ, 118, 15, 2424-2429
- [4] The kinematics of point-symmetric planetary nebulae, M.A. Guerrero, 1999, AJ, 117, 12, 967-973
- [5] Shaping of PN by dust driven AGB winds, C. Reimers, E.A. Dorfi, S. Höfner, Astrophysics and Space Science, v. 272, Issue 1/3, p. 205-212 (2000)
- [6] Rings in the haloes of planetary nebulae, R.L.M. Corradi, P. Sánchez-Blázquez, G. Melemma, C. Gianmanco, H.E. Schwarz, A&A 424, 197-197 (2004)
- [7] Ciel extreme, No. 26, 3/2002
- [8] The gasdynamic evolution of spherical planetary nebulae, G. Melemma, Astron. Astrophys. 290, 915-935 (1994)
- [9] FLIERs and other Microstructures in planetary nebulae. B. Balick, J. Alexander et al., 1998, ApJ, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 424, no. 2, p. 800-816
- [10] Birth and early evolution of a planetary nebula, Bobrowski et al., Nature, 392, 469-471 (1998)
- [11] Planetary nebulae morphologies, central star masses and nebular properties, S.K. Górny, G. Stasinska and R. Tylenda, A&A, v.318, p.256-268, 1996
- [12] The physical parameters and excitation of jets and knots in PNe, D.R. Goncales, A. Mampaso, R.M.C. Corradi, M. Perinotto, ASP Conferences Series, Vol XXX, 2004
- [13] A Hubble space telescope survey for resolved companions of planetary nebula nuclei, R. Ciardullo, H.E. Bond et al., AJ, Volume 118, Issue 1, pp. 488-508, 1999
- [14] Disk formation by asymptotic giant branch winds in dipole magnetic fields, S. Matt, B. Balick, ApJ, Volume 545, Issue 2, pp. 965-973, 2000
- [15] Influence of the interstellar medium on the shaping of planetary nebulae, H.-R. Müller, A&A, v.354, p.573-578 (2000)
- [16] Duden Astronomie, Hrsg. D.B. Herrmann, O. Schwarz, 2001
- [17] Catalogue of Galactic planetary nebulae, L. Kohoutek, 2000
- [18] Cosmic butterflies, S. Kwok, 2001
- [19] Der große IRO Atlas der Astronomie, Hrsg. J. Audouze u. G. Israel, 1987
- [20] Planetarische Nebel, F. Giesecking, 1-6, SuW, 1983/84
- [21] The temperatures of the nuclei of high-excitation Planetary Nebulae, G. A. Gurzadyan, Astrophysics and Space Science (ISSN 0004-640X), vol. 149, no. 2, Nov. 1988, p. 343-356
- [22] Ciel extrême, No. 26, 7/2002, Yann Pothier
- [23] Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae, A. Acker, F. Ochsenbein, B. Stenholm, R. Tylenda, J. Marcout, C. Schön, 1992
- [24] Angular dimensions of Planetary Nebulae, R. Tylenda, N. Siódmiak, S. K. Górny, R.L.M. Corradi, H.E. Schwarz, A&A, v.405, p.627-637 (2003)
- [25] The Deep Sky field guide to Uranometria 2000, M. Cragin, J. Lucyk, b. Rappaport, 1993

- [26] The night sky observer's guide, G. R. Kepple, G. W. Sanner, 1998
- [27] Simbad Astronomical Database, <http://simbad.u-strasbg.fr>
- [28] Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae, A. Acker, F. Ochsenbein, B. Stenholm, R. Tylenda, J. Marcout, C. Schohn, 1996 (erweiterter Katalog)
- [29] IAU Symposium 180, PN, 1997, H.C. Harris, C.C. Dahn, D.G. Monet, J.R. Pier
- [30] The Origin and Evolution of Planetary Nebulae, S. Kwok 2000
- [31] IAU Symposium 180, PN, 1997, Y. Terzian
- [32] Helle Planetarische Nebel detailliert beobachten Teil 1, R. Töpler, Journal für Astronomie der VdS Nr. 12
- [33] Helle Planetarische Nebel detailliert beobachten Teil 2, R. Töpler, Journal für Astronomie der VdS Nr. 13
- [34] Helle Planetarische Nebel detailliert beobachten Teil 3, R. Töpler, Journal für Astronomie der VdS Nr. 14
- [35] Detailbeobachtung von Deep Sky Objekten, R. Töpler, Interstellarum Nr. 21
- [36] Astuces pour le visuel, R. Töpler, Ciel extrême Nr. 33
- [37] Les petites nebuleuses planétaires, R. Töpler, Ciel extrême Nr. 34
- [38] Birth and early evolution of planetary nebulae, Parthasarathy, M., Bulletin of the Astronomical Society of India, Vol. 28, p. 217-224 (2000)
- [39] Osterberg, 1935
- [40] The Vizier Catalogue Service, <http://vizier.u-strasbg.fr>
- [41] Jens Bohle http://www.jens-bohle.de/projekt_grosse_pn.htm
- [42] Planetary Nebulae, Steven J. Hynes, 1991
- [43] Unified NLTE model atmospheres including spherical extension and stellar winds, R. Gabler, R.P. Kudritzki, R.H. Méndez, Properties of hot luminous stars; Proceedings of the First Boulder-Munich Workshop, Boulder, CO, Aug. 6-11, 1988 (A90-36851 15-90). San Francisco, CA, Astronomical Society of the Pacific, 1990, p. 64-76
- [44] Spectroscopic investigation of old planetaries, V. Distance scales, R. Napiwotzki, A&A, v.367, p.973-982 (2001)
- [45] C.C. Lin. & F.H. Shu, Proc. Nat. Acad. Sci., 1966, 55, 229
- [46] Stellar evolution of low and intermediate-mass stars. I. Mass loss on the AGB and its consequences for stellar evolution. T. Blöcker, A&A, 1995, v 297, p 727
- [47] Stellar evolution of low and intermediate-mass stars. II. Post AGB evolution. T. Blöcker, A&A, 1995, v 299, p 755
- [48] Discovery of magnetic fields in central stars of Planetary Nebulae. S. Jordan, K. Werner, S.J.O. Toole, A&A, 2005, v 432, p 273-279
- [49] Galactic Planetary Nebulae and their central stars. I. An accurate and homogeneous set of coordinates. F. Kerber, R.P. Mignani, F. Gulielmetti, A. Wicenec. A&A, 2003, 408, 1029.
- [50] On the origin of Planetary Nebulae, S. Kwok, C.R. Parton, P.M. Fitzgerald, ApJ, 1978, 219, L125
- [51] Praxishandbuch Deep Sky, Hrsg. Vereinigung der Sternfreunde, 2004, Kosmos

Sachwortverzeichnis

Absorption	54	frei-gebunden	35,36b
Absorptionslinien	33	Frosty Leo	31b
Adaption	63	Fusionskette	28
AGB-Stern	22,54	Gashülle	30
AGB-Stern	43	gebunden-gebunden	36b
AGB-Zeit	49	Gelber Fleck	65,66d
Akkretion	9,10,12	Gelstift	70
Anregung durch UV-Licht	34b	Gravitation	9,10,14,17
Anregungsklassen	37ff	Gravitationsenergie	28
Asteroseismologie	29	Grenzmasse	22
Asymptotischer Riesenast,AGB	12d,16d,18,20,30	Große Magellansche Wolke	9b,59
Atommodell	34	Halbwertsbreite	71d
Austrittspupille	64	Halo	22,41
bipolar	32,33,42,45	Halo	49
Bleistift	69	Halo	70
Blinder Fleck	66d	Halostrukturen	49,50b
Brauner Zwerg	11,16	Hauptreihe	11,12,12d,13,20d
Brennphase	24	Heliumblitz	12d
CNO-Zyklus	14,18	Heliumbrennen	12d,17
CW-Leonis	30	Heliumbrennen	18,21,26
Deuterium	11,16	Heliumschale	19d
Doppelsternpartner	43b	Heliumflash	16,17,24
Doppelsternpartner	57	Heliumkernbrennen	16d,20
Dopplereffekt	45	Heliumschalenbrennen	20d,21,26,28
Dopplereffekt	57	Helium-Schalenflash	21,22
Egg-Nebel	31,31b,74b	Helium-Weißer Zwerg	16
Elektronen	34	Helligkeitsumfang	70
Elektronenbahnen	34	Hertzprung-Russel-Diagramm	12
Elektronenschalen	37	Hochvakuum	33
Emissionslinien	33,35,36ff,39	Hydrostatisches Gleichgewicht	10,14
Emissionsnebel	8	IC4406	45
Energieniveau	34b,35b	IC4406	63b
Entartetes Elektronengas	17,21,27	IC4997	44b,45
Entwicklungsmodell	29	IC4997	67b
Erfahrung	63	IC5148	63b
Eta-Carinae Nebel	9	Indirektes Sehen	65,66b,67
Farb-Helligkeits-Diagramm	12	interagierende Sternwinde	47
Fernglas	62	Interstellare Materie	43b
Filter	71ff	Interstellare Wolken	9
Filter-[OIII]	71ff,73b	Interstellares Medium	51
Filter-Blau	74	Ionisation	8,14,24,25d,33
Filterblink	72,72b	Ionisationsenergie	33,34
Filter-Farb	73	Ionisationsfront	48
Filter-Gelb	73	Ionisationsphase	31
Filter-Grün	74	Ionisierte Knoten	48,49
Filter-HeII	72,73b	IRAS	31
Filter-H β	71ff,73b	Jet	41,43b
Filter-Interferenz	71,71d	Katalog -Abell	75
Filter-Orange	73	Katalog-ESO	75
Filter-Polarisation	74	Katalog-IC	75
Filter-Rot	73	Katalog-NGC	75
Filter-Schmalband	71ff	Katalog-PK	75
Filter-UHC	71ff	Kernfusion	14
Filter-Violett	74	Klassifikation	41,42b
FLIER	48,48b	Kohlenstoffbrennen	28
Footprint	31,32b,74	Kohlenstoffsterne	22

Kollaps	9,28	Novaausbruch	17
Kometenartige Knoten	49,49b	Novaereignis	60
Kontraste	70	Opazität	29
kontinuierliches Spektrum	31,33,35	Parallaxe	57
Kontraktion	25	Photoionisation	35
Konvektion	15,14b,17,18	Photosphäre	15
Konvektionsschicht	21	Plasma	33
Krone	47	PN, flächenhell	66
Langsame Nova	26	PN, flächenschwach	64
Langsamer Sternwind	22	PN, winzige	67
Langsamer Sternwind	43b,46b	PN-Entfernung	41
Leuchtdiode	69	PN-Entfernungsbestimmung	57
Leuchtkraft	10,13	PN-Formbildung	52b
Linienfilter	37b,38,39	PN-Gesamtzahl	30
Linienspektrum	36	PN-Moleküle	53
Luftbewegung	67	PN-Staub	53
M1	29	PN-Zentralstern	54ff
M17	8,9	Polare Blase	46b,47,47b
M27	62b	Polarisation	32
M42	8b	Protonen	34
M57	6b	Protoplanetare Scheibe	9b
M8	8b	Protoplanetarischer Nebel	30ff,32b,42
Magnetfeld	28,32,43,46	Protostern	9,10,10b
Main Sequence	13	Puls	23
MASER	23	Pulsar	28b
Massenverlust	22,26,30,54	Reaktionsrate	29
Massenverlust	50	Reflektionsnebel	8
Massereiche Sterne	28	Rekombination	35,36b
Maximalvergrößerung	67	Roter Riese	12d,16,17b,18,19b
metastabile Übergänge	37	Roter Riese	60
Mirastadium	60	Roter Riesenast	16d,17,19,20d
Mirastern	23,54	Schneller Sternwind	43b,46b
Mondlicht	67	Schockfront	46ff,46b,47b
Mz3	45	Schwarzes Loch	28
Netzhaut	65,67	Skizze	63
Neutrino	14	Spektraltyp	13
Neutronen	34	Spektroskopische Parallaxe	57
Neutronenstern	27,28	Spektrum	33
NGC 7662	67b	Sphärische Schalen	32,50
NGC2070	9b	Spiralarm	9
NGC2346	45	Stäbchen	66d
NGC2359	60b	Stadtbedingungen	67
NGC2867	50b	Stativ	62
NGC3132	63b	Staubband	32
NGC3242	64b	Staubhülle	30
NGC3918	50b	Staubscheibe	10
NGC6210	73b	Staubtorus	31
NGC6302	44b,45	Sternaufbau	14
NGC6543	49b	Sterne niedriger Masse	16d
NGC6572	67b	Sternentstehung	8
NGC6826	49	Sternentstehung	9
NGC6960....	29	sternförmig	67
NGC7009	48b	Sternspektrum	33
NGC7009	73b	Sternwind	19,22
NGC7027	45b,53b	Stoßanregung	35,35b,37
NGC7293	30b	Stoßfront	10
NGC7293	62b	Strahlungsdruck	10,14
NICMOS	31	Strahlungstransport	15,14b
NLTE-Spektralanalyse	55,58	Supernova	29

Supernova	9	Wasserstoffschale	19d
Symbiotischer Stern	60,61b	Wasserstoffschalenbrennen	16d,17,21,24,26,28
Teleskop	62	Weißer Zwerg	12d,24,25,26,27b,27
Temperaturbestimmung	54	Weißer Zwerg	56d
Thermische Pulse	20d,21b,21,24,26	Weißer Zwerg	60
T-Tauri Stern	10	Wellenlänge	39
UV-Strahlung	33,34,54	Westrichtung	70
V1016Cyg	60b	Wischer	70
Vakuum	9	Wolf-Rayet Stern	60
verbotene Linien	36	Zapfen	66d
Vergrößerung	64,67	Zeichentechnik	68ff
Vor-Hauptreihenstern	10	Zeichnung	68
Wasserstoffbrennen	25,26	Zeichnung, Roh-	69b
Wasserstoffbrennen	55		
Wasserstofffusion	10,12,16		