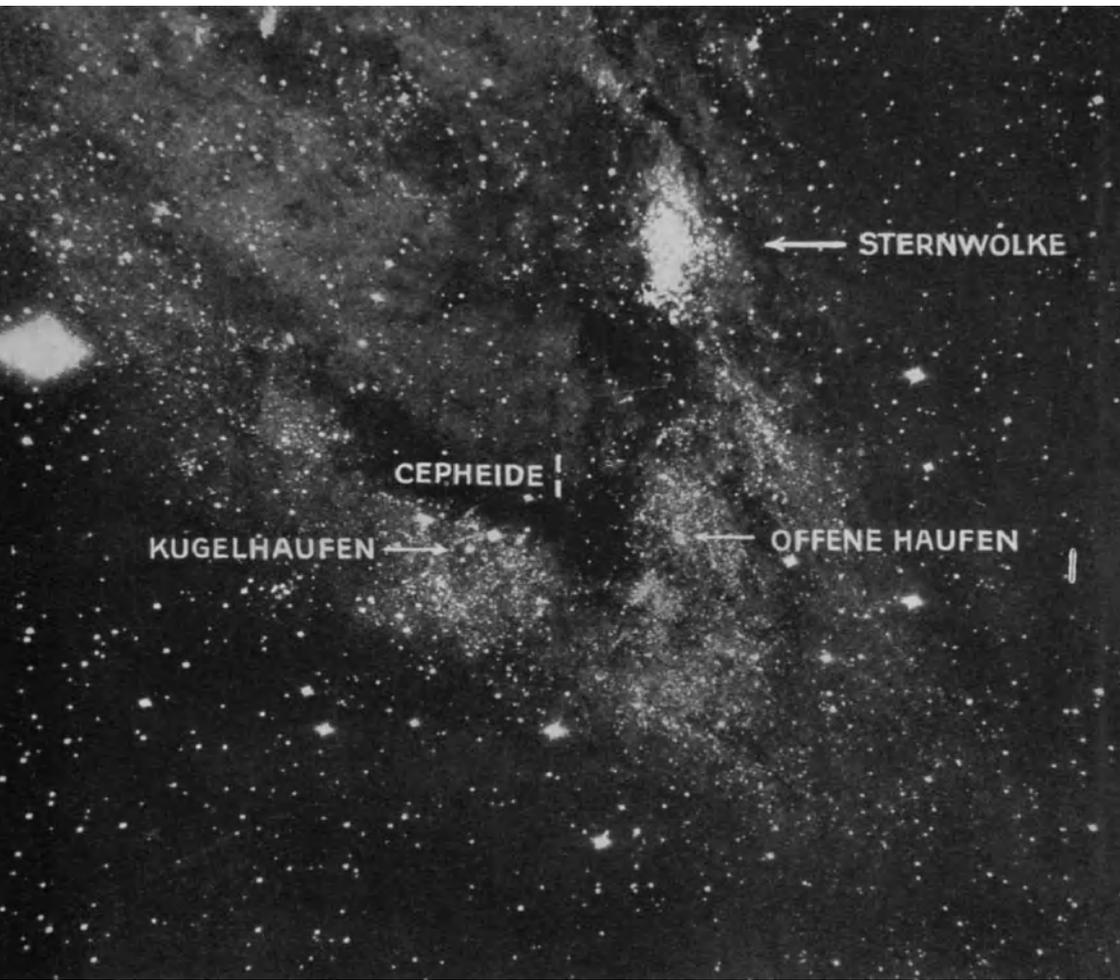


## **Äußerer Teil des großen Spiralnebels Messier 31 in der Andromeda**

(Der offene Haufen befindet sich etwa 48'  
südlich vom Kern)

Der Beobachter blickt durch den Schwarm der ihn umgebenden Sterne und über dessen Grenzen hinaus durch den leeren Raum und stößt auf ein anderes Sternsystem, den Nebel Messier 31. Die hellsten Objekte im Nebel können einzeln erkannt werden, und der Beobachter unter ihnen findet verschiedene Typen, die ihm aus dem eigenen Sternsystem wohlbekannt sind. Die scheinbare Helligkeit dieser vertrauten Objekte zeigt, da sie sich in den Nebeln befinden, die Entfernung des Nebels an. Sie ist so groß, daß das Licht mehr als 700000 Jahre braucht, um seinen Weg von dort bis zu uns zurückzulegen.

Auf der Tafel sind eine Sternwolke (als NGC 206 katalogisiert), ein offener Sternhaufen, ein kugelförmiger Sternhaufen und ein veränderlicher Stern vom Cepheidentypus bezeichnet. Die Cepheide hat eine Periode von 18,28 Tagen und eine maximale Helligkeit von 18,75 Größenklassen. Die Aufnahme wurde am 24. August 1925 von Duncan mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Norden ist oben; 1 mm = 11,8'.



KUGELHAUFEN →

CEPHEIDE |

← STERNWOLKE

← OFFENE HAUFEN

# DIE WISSENSCHAFT

HERAUSGEBER PROF. DR. WILHELM WESTPHAL

BAND 91

---

## Das Reich der Nebel

von

**Edwin Hubble**

Mount Wilson Observatory

Carnegie Institution of Washington



---

Springer Fachmedien Wiesbaden GmbH

**Der Originaltitel lautet:**

**The Realm of the Nebulae**

**Berechtigte Übersetzung aus dem Englischen  
von Karl-Otto Kiepenheuer, Universitätssternwarte Göttingen**

ISBN 978-3-663-06017-8      ISBN 978-3-663-06930-0 (eBook)  
DOI 10.1007/978-3-663-06930-0

**Alle Rechte vorbehalten**  
**Springer Fachmedien Wiesbaden GmbH**  
**Ursprünglich erschienen bei Friedr. Vieweg & Sohn Braunschweig 1938**  
**Softcover reprint of the hardcover 1st edition 1938**

## **Vorwort des Herausgebers der deutschen Ausgabe**

Das englische Original dieses Buches ist im Juli 1936 in erster, im März 1937 in zweiter Auflage erschienen und entspricht dem Stande der Forschung zu Beginn des Jahres 1936. Die Zahl der seitdem an Nebeln angestellten Untersuchungen ist gering und hat unsere Vorstellung vom Aufbau des Nebelreiches nur wenig geändert, wohl aber vertieft und sicherer begründet. Die zahlreichen inzwischen erschienenen Untersuchungen — insbesondere zur Deutung der Rotverschiebung — sind von sehr spekulativer Art, gehen also weit über den Rahmen hinaus, den der Verfasser diesem Buch gesteckt hat. Wir haben deshalb davon abgesehen, die deutsche Ausgabe durch irgendwelche Zusätze zu ergänzen.

Die Schilderung der dramatischen Entdeckungsgeschichte des Reiches der Nebel, wie sie hier von einem der Hauptbeteiligten gegeben wird, verliert dadurch nichts an ihrem Wert.

Im August 1938.

**Der Herausgeber**

## Vorwort

Dieses Buch enthält die Silliman-Vorlesungen, die der Verfasser im Herbst 1935 an der Yale-University gehalten hat, unter Hinzufügung eines einführenden Kapitels. Es handelt von der Welt der Nebel, also von demjenigen, dünn mit Nebeln bevölkerten Teil des Weltalls, der mit den heutigen Fernrohren erforscht werden kann. Die Darstellung ist für einen breiteren Leserkreis bestimmt und daher nicht erschöpfend. Doch erstreckt sie sich über die meisten wichtigen Fragen, über die man derzeit eine bestimmte Aussage machen kann. Der Gegenstand wird vom Standpunkt des Beobachters aus dargestellt; das reiche Feld der theoretischen Literatur wird kaum gestreift. Mit diesem Vorbehalt dürfte das Buch wohl ein zuverlässiges und klares Bild eines typischen Beispiels für einen wissenschaftlichen Forschungszweig im Fortschritt seiner Entwicklung geben.

Für alles, was nicht ausdrücklich als die Ansicht anderer gekennzeichnet ist, übernimmt der Verfasser die alleinige Verantwortung. Zu großem Dank ist er seinen Kollegen vom Mount Wilson Observatorium verpflichtet. Insbesondere hat Milton Humason fast sämtliche neueren Daten über Nebelspektren und Rotverschiebungen beigeuert. Er dankt ferner Walter Baade, dessen Interesse und dessen tiefes Wissen den ganzen Bereich der Nebelforschung umfassen, sowie Sinclair Smith, dem Erforscher der physikalischen Beschaffenheit der Nebel und der Nebelhaufen. In kosmologischen Fragen erfreute sich der Verfasser des Rates von Richard Tolman und Fritz Zwicky vom California Institute of Technology. Der tägliche Verkehr mit diesen Männern hat eine gemeinsame Atmosphäre geschaffen, in der Gedanken entstanden, deren Urheber oft nachträglich nicht mehr im einzelnen festzustellen sind. So spricht hier in gewissem Sinne ein einzelner für eine Gemeinschaft.

Die Eroberung des Reiches der Nebel ist das Werk der großen Fernrohre. Sie begann damit, daß man die Nebel als unabhängige, mit unserem eigenen Milchstraßensystem vergleichbare Sternsysteme erkannte. Nachdem man aber einmal das Wesen der Nebel kannte, war es nicht allzu schwer, Methoden zur Ermittlung ihrer Entfernungen zu entwickeln; und damit war das neue Feld für die Forschung offen.

## VIII

Es war das Hooker-Teleskop, der 100 inch (2,50 m)-Reflektor des Mount Wilson Observatoriums, der Carnegie Institution of Washington, das die Erkenntnis vom Wesen der Nebel endgültig sicherstellte, und das den von unserm positiven Wissen umfaßten Bereich auf das Tausend-millionenfache erweiterte. Es ist das größte unter den heute in Benutzung befindlichen Fernrohren, es hat die größte Lichtstärke und die größte Reichweite. Aus diesem Grunde bestimmt es die heutige Ausdehnung des beobachtbaren Raumbereiches und hat die wichtigsten Daten für die Untersuchung dieses Bereiches als Muster des Weltalls beige-steuert.

Im Hinblick auf die einzigartige Rolle, die der 100 inch-Reflektor im Fortschritt der Nebelforschung gespielt hat, sind die Bildtafeln in diesem Buch fast alle nach Aufnahmen mit dem großen Fernrohr hergestellt. Nur Tafel XII und Teile der Tafeln I und II stammen von seinem kleineren Bruder, dem 60 inch-Reflektor des Mount Wilson Observatoriums. Die Herstellung der Tafeln wurde auf dem Observatorium durch Ferdinand Ellerman und Edison Hodge vorbereitet.

Schließlich möchte der Verfasser noch Godfrey Davies von der Huntington Library für die kritische Begutachtung der Darstellungsweise dieses Buches danken. Seine freundlichen Eingriffe haben sehr wesentlich dazu beigetragen, die Zahl der Schwierigkeiten, auf die der Leser sonst gestoßen wäre, zu vermindern.

Mount Wilson Observatory, im Februar 1936.

**Edwin Hubble**

# Inhalt

	Seite
<b>Einleitung</b> .....	1
Naturwissenschaftliche Forschung; die Sprache der Astronomie; Entfernungseinheiten; scheinbare Helligkeiten; absolute Helligkeiten; Periode-Helligkeitsbeziehung für Cepheiden; Nebel und ferne Milchstraßen; Bezeichnungen einzelner Nebel.	
<b>Die Erforschung des Raumes</b> .....	18
Wachsende Horizonte; die Theorie der Weltinseln; die Natur der Nebel, a) Formulierung des Problems, b) Lösung des Problems; die Bewohner des Raumes; das Reich der Nebel: a) Verteilung der Nebel, b) die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung; der beobachtbare Raumteil als Muster des Universums.	
<b>II. Gemeinsame Eigenschaften der Nebel</b> .....	33
Die Einteilung der Nebel; die allgemeinen Züge; elliptische Nebel; spiralförmige Nebel; normale Spiralen; geschlossene Spiralen; die Folge der Spiralnebel; Folgen regelmäßiger Nebel; zusätzliche Merkmale; unregelmäßige Nebel; die Standardnebel; Eigenschaften, die sich über die Folge systematisch verändern: 1. Spektraltypen, 2. Farben, 3. Auflösung in Sterne, 4. relative Häufigkeit der Typen; Zusammenfassung.	
<b>III. Die Verteilung der Nebel</b> .....	53
Nebeldurchmusterungen; die Verteilung über den Himmel; die galaktische Verdunklung; verdunkelnde Wolken; die absorbierende Schicht; das allgemeine Feld; Verteilung im Großen; Verteilung in der Tiefe im Großen; die Verteilung im Kleinen; Nebelgruppen; Nebelhaufen.	
<b>IV. Die Entfernung der Nebel</b> .....	76
Entwicklung der Entfernungskriterien; Novae in Spiralnebeln; Auflösung der Nebel; Cepheiden; Nebel als ferne Milchstraßen; zusätzliche Kriterien für Nebelentfernungen.	
<b>V. Die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung</b> .....	95
Die ersten Nebelspektren; die erste Radialgeschwindigkeit; Sliphers Liste der Radialgeschwindigkeiten; die Deutung der Beobachtungen; Bewegung der Sonne relativ zu den Nebeln; der $K$ -Wert als Funktion des Abstandes; die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung; Humasons Liste der Radialgeschwindigkeiten; die Haufen; Einzelnebel; die Bedeutung der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung.	

<b>VI. Die lokale Gruppe</b> .....	<b>115</b>
Die Mitglieder der lokalen Gruppe; das galaktische System; die Magellanwolken; Messier 31; Messier 32; NGC 205; Messier 33; NGC 6822, IC 1613; mögliche Mitglieder der lokalen Gruppe; Zusammenfassung.	
<b>VII. Das allgemeine Feld</b> .....	<b>141</b>
Abstandskriterien; hellste Sterne; Unsicherheiten im Kriterium der hellsten Sterne; Anwendung des Kriteriums der hellsten Sterne, 1. Leuchtkraftfunktion für aufgelöste Nebel, 2. die Entfernung des Virgo-Haufens, 3. Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung; Eichung der Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung; die Leuchtkräfte von Haufennebeln; Ausleseinflüsse bei statistischen Entfernungskriterien; die Leuchtkräfte der Feldnebel; Abmessungen der Nebel; die Massen der Nebel.	
<b>VIII. Das Reich der Nebel</b> .....	<b>168</b>
Durchmusterungen bis zu fortschreitenden Grenzen; Verteilung der Nebel in der Tiefe; quantitative Beschreibung der Verteilung; der Raum zwischen den Nebeln; der beobachtbare Bereich; der Einfluß der Rotverschiebung auf die scheinbare Helligkeit; der Anzahleffekt; der Energieeffekt; die Wirkungen der Rotverschiebung und die beobachteten Abweichungen von der Gleichförmigkeit; kosmologische Theorien.	
<b>Namen- und Sachregister</b> .....	<b>193</b>

## Tafeln

	Seite
Äußerer Teil des großen Spiralnebels im Andromeda (Messier 31). Titelbild.	
I. Nebeltypen (elliptische und unregelmäßige) .....	36
II. Nebeltypen (normale und geschlossene Spiralen).....	40
III. Nebelgruppe (NGC 3185, 3187, 3190, 3193) .....	72
IV. Der Corona Borealis-Haufen.....	74
V. Novae in Messier 31 .....	80
VI. Cepheiden-Veränderliche in Messier 31.....	86
VII. Nebelspektren.....	96
VIII. Die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung .....	112
IX. Messier 31 .....	126
X. Messier 33 .....	132
XI. IC 1613.....	136
XII. NGC 6946 und IC 342 .....	138
XIII. Nebel im Virgo-Haufen (M 90 und M 100).....	152
XIV. Die Tiefe des Raumes .....	176

## Abbildungen

1. Die Folge der Nebeltypen .....	42
2. Nebeldurchmesser längs der Typenfolge ( $m = 10$ ).....	46
3. Scheinbare Verteilung der Nebel mit Anzeichen galaktischer Verdunkelung .....	56
4. Schematische Darstellung der absorbierenden Schicht.....	59
5. Verdunklung durch die absorbierende Schicht, dargestellt durch die scheinbare Verteilung der Nebel .....	60
6. Verteilung der Nebel nach teilweiser Eliminierung der galaktischen Verdunkelung .....	62
7. Häufigkeitsverteilung von Feldern verschiedener Größen.....	67
8. Lichtkurve von vier Cepheiden-Veränderlichen in Messier 31....	87
9. Die Formulierung der Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung ..	106
10. Scheinbare Verteilung der Mitglieder der lokalen Gruppe.....	118
11. Häufigkeitsverteilung von $m_s - m_n$ .....	150
12. Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung aus den hellsten Sternen	154
13. Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung für Feldnebel.....	155
14. Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung für Haufen.....	156
15. Verteilung der Nebel mit gleicher scheinbarer Helligkeit im Raume	161
16. Scheinbare Verteilung der Nebel in der Tiefe.....	172

## **Tabellen**

	<b>Seite</b>
I. Größenklassendifferenzen und Helligkeitsverhältnisse .....	11
II. Durchmesser-Helligkeitsbeziehung .....	47
III. Spektraltypen und Farben von Nebeln .....	49
IV. Relative Häufigkeiten der Nebeltypen .....	51
V. Mitglieder der lokalen Gruppe .....	117
VI. Absolute Größenklasse verschiedener Nebeltypen .....	163
VII. Nebeldurchmesser .....	165
VIII. Spektrographische Massen von Nebeln .....	167

# Einleitung

## Naturwissenschaftliche Forschung

Die Naturwissenschaft ist die einzige menschliche Betätigung, die wahrhaft fortschrittlich ist. Der jeweilige Stand des positiven Wissens wird von Geschlecht zu Geschlecht vererbt, und ein jedes Geschlecht liefert seinen Beitrag zum Wachstum des Gebäudes. Newton hat gesagt: „Wenn es mir vergönnt war, weiter zu sehen, so deshalb, weil ich auf den Schultern von Riesen stand“<sup>1)</sup>. Heute aber beherrscht der geringste Jünger der Wissenschaft einen weiteren Rundblick. Selbst die Riesen werden zu Zwergen vor dem gewaltigen Gebäude, in das ihre Leistungen eingebaut werden. Was ein Newton heute sehen würde, können wir nicht wissen; und morgen, oder in tausend Jahren, mögen selbst unsre Träume vergessen sein.

Dieser wesentliche Zug der Naturwissenschaft kann aber nur durch eine scharfe Einschränkung ihres Stoffes erkaufte werden. Nach Campbell „beschäftigt sich die Naturwissenschaft mit Urteilen, über die eine allgemeine Übereinstimmung grundsätzlich möglich ist“<sup>2)</sup>. Ihre Gegebenheiten sind keine einzeln dastehenden Ereignisse, sondern unveränderliche Zusammenhänge zwischen Ereignissen oder Eigenschaften, welche man Naturgesetze nennt. Die Übereinstimmung des Urteils wird durch Beobachtung oder Experiment sichergestellt. Diese Prüfungen sind mit einer außermenschlichen Autorität ausgestattet, die jedermann in Tat und Wort anerkennen muß, wenn er bestehen will.

Da die Naturwissenschaft sich nur mit Urteilen dieser Art beschäftigt, ist sie notwendig von der Welt der Werte scharf getrennt. In dieser gibt es keine außermenschlichen Autoritäten. Hier beruft sich ein jeder auf den Gott in seiner eigenen Brust und erkennt keine

---

<sup>1)</sup> Nach Sarton ist dieser Ausspruch Bernard von Chartres zuzuschreiben, der 1126 starb. Isis, Nr. 67, S. 107, 1935.

<sup>2)</sup> Norman Campbell, „Was ist Naturwissenschaft?“ 1921, S. 27; abgedruckt mit Erlaubnis des Verfassers und des Verlegers (Methuen, London).

höhere Instanz an. Weisheit ist eine Frage der persönlichen Vervollkommnung, und es ist schwer, sie ändern zu vermitteln. Sarton schreibt:

Die Heiligen von heutzutage sind vielleicht nicht heiliger als die vor tausend Jahren; unsre Künstler sind vielleicht nicht größer als die der alten Griechen; wahrscheinlich sind sie kleiner; und höchstwahrscheinlich sind auch die heutigen Naturwissenschaftler nicht klüger als ihre Vorgänger. Und doch ist ihr Wissen nicht nur breiter, sondern auch genauer. Der Erwerb und die Ordnung positiven Wissens ist die einzige menschliche Betätigung, die wahrhaft aufbauend und fortschrittlich ist<sup>3)</sup>.

Die besonderen Verfahrensweisen der Naturwissenschaft sind wirksam und mächtig, sofern sie auf ihrem eigenen Felde angewendet werden, in jenem Bereich, der umgrenzt und umschrieben wird durch die Notwendigkeit allgemeingültiger Urteile über die vorliegenden Fragen. Diese Verfahrensweisen sind in der Tat so erfolgreich, daß man ständig versucht, sie auch in anderen Bereichen anzuwenden — zur Erforschung der Dinge, wie sie sein sollten, und nicht der Dinge, wie sie wirklich sind. Die Ergebnisse überzeugen selten. Das Einmaleins der Werte, sofern es je formuliert wurde, hat wahrscheinlich sehr wenig gemein mit dem Einmaleins der Naturwissenschaft. Indessen steht die Atmosphäre der naturwissenschaftlichen Forschung — ihre uneigennützig Neugier, ihre beherrschte Einbildungskraft, ihr Hang zu unpersönlichen Nachprüfungen — keineswegs einzig da. Sie kann einen bestimmenden Einfluß auch in den Bereichen haben, die den naturwissenschaftlichen Methoden verschlossen sind, und sie hat es oft gehabt. Der Naturwissenschaftler ist geneigt, diesen Einfluß für segensreich zu halten. Wir werden die naturwissenschaftlichen Verfahren später erörtern. Doch wollen wir sie schon hier durch die Bemerkung kennzeichnen, daß die Forschung bestrebt ist, Gesetze zu entdecken und die Gesetze durch Theorien zu „erklären“, mit dem letzten Ziel, den physikalischen Aufbau und das Verhalten der Welt, in der wir leben, zu verstehen<sup>4)</sup>.

Die Forschung wird tatsächlich auf sehr verschiedene Weisen betrieben, von denen wir zwei als besonders kennzeichnend erwähnen wollen. Die eine sucht sich der Wahrheit durch Beobachtung der Natur zu nähern, die andere auf dem Wege theoretischer Über-

<sup>3)</sup> George Sarton, Introduction to the History of Science (1927), I, 3.

<sup>4)</sup> Wir verweisen den Leser auf Campbells Buch „What is Science?“. Er findet dort eine eingehendere Erörterung, insbesondere auch über die Bedeutung des Wortes „erklären“, so wie es oben benutzt wird.

legungen. Der Beobachter pflegt damit zu beginnen, daß er eine mehr oder weniger eng begrenzte Gruppe von zahlenmäßigen Beobachtungstatsachen — nebst ihren geschätzten Unsicherheiten — sammelt. Der Beobachtungsstoff wird in der Regel nach graphischen Verfahren untersucht, und man findet so Beziehungen zwischen seinen verschiedenen Zügen.

Die Beobachtungen mögen z. B. in scheinbaren Helligkeiten von Nebeln und Rotverschiebungen in ihren Spektren bestehen. Wir werden diese Ausdrücke später erklären; man betrachte sie zunächst nur als zwei meßbare Eigenschaften *A* und *B*. Trägt man die eine Eigenschaft gegen die andere auf, so ergibt sich, daß im Durchschnitt die Rotverschiebung mit abnehmender Helligkeit zunimmt — je schwächer der Nebel, um so größer die Rotverschiebung. Schon in dieser qualitativen Gestalt ist diese Feststellung wichtig; ihre Bedeutung würde aber ungeheuer wachsen, wenn man die genaue mathematische Gestalt des Zusammenhanges zahlenmäßig feststellen könnte.

Die aufgetragenen Meßpunkte bilden eine streuende Folge, durch welche man viele verschiedene Ausgleichskurven ziehen kann, deren jede die betreffenden Beobachtungen recht befriedigend darstellen würde. Aus den möglichen Beziehungen wählt der Beobachter die einfachste aus, die sich mit dem sonstigen Stande unsres Wissens verträgt. In unserem Falle entspricht, wie wir später sehen werden, die gewählte Beziehung einem linearen Zusammenhang zwischen den Rotverschiebungen und den Entfernungen, welche letztere durch den Helligkeitsgrad der Nebel angezeigt werden.

Dieser Zusammenhang ist einleuchtend, aber nicht der einzig denkbare. Der wahre Zusammenhang kann auch durch eine Kurve dargestellt werden, die im Beobachtungsbereich fast geradlinig ist, aber im Bereich jenseits der schwächsten Nebel der untersuchten Gruppe von einer Geraden erheblich abweicht. Man prüfte diese Möglichkeit, indem man die zunächst angenommene Beziehung extrapolierte — sie auf den bislang nicht beobachteten Entfernungsbereich anwandte — und durch weitere Beobachtungen auf die Probe stellte. Dieses Vorgehen führt oft zu kleinen, manchmal auch zu größeren Abänderungen der zuerst gewählten Beziehung; die Naturwissenschaft arbeitet, wie gesagt, nach dem Verfahren der fortschreitenden Annäherung. Im Falle der Rotverschiebungen ergab sich jedoch keine endgültige Notwendigkeit zu einer Abänderung. Die lineare Beziehung hat wiederholten Prüfungen dieser Art stand-

gehalten, und man weiß heute, daß sie zum mindesten näherungsweise ihre Gültigkeit bis in die größten Fernen des Raumes behält, in die unsre Beobachtungen mit den heutigen Beobachtungsmitteln vorzudringen vermögen.

So führt die Forschung — bis zu einer bestimmten Entfernungsgrenze — zu einem neuen Gesetz; die Rotverschiebungen sind eine angenähert lineare Funktion der Entfernung. Über die Gestalt der Beziehung oder Funktion jenseits der Beobachtungsgrenze aber können wir nur Vermutungen äußern. Es handelt sich um ein empirisches Gesetz, das so lange rein empirisch bleibt, bis es durch eine allgemein anerkannte Theorie gedeutet wird<sup>5)</sup>. Es gibt Forscher, die glauben, daß bereits passende Theorien aufgestellt worden sind, und vielleicht haben sie recht. Künftige Forschungen werden diese Frage entscheiden.

Der Einzelfall der Rotverschiebungen — vielmehr eine vereinfachte Darstellung dieser Forschungen — ist hier in einiger Breite erörtert worden, weil er ein gutes Beispiel für die Annäherung durch Beobachtungen bildet. Man untersucht eine in sich abgeschlossene Gruppe von Daten und deutet die Ergebnisse auf dem Hintergrunde unsres allgemeinen Wissens. Es folgen die Extrapolation, die Nachprüfungen und schließlich eine angemessene Abänderung. Die Beobachtungen und die Gesetze, welche ihre Zusammenhänge beschreiben, liefern bleibende Beiträge zum Bestande unsres Wissens; die Deutungen und die Theorien hingegen wandeln sich mit dem wachsenden Hintergrund. Die beobachtende Forschung strebt von innen nach außen und entwickelt einen der Beobachtung zugänglichen Bereich rings um einen gegebenen Mittelpunkt — einen Bereich positiven Wissens. Jenseits des Horizonts beginnt das Reich der Vermutungen. Ein Beobachter, der sich dorthin wagt, kann nichts tun, als seine empirische Beziehung ins Blaue hinaus verlängern und nach Widersprüchen mit anderen Extrapolationen suchen, die von andern Mittelpunkten ausgehen.

---

<sup>5)</sup> Rotverschiebungen sind unmittelbar bis zu Entfernungen von der Größenordnung von 250 Millionen Lichtjahren gemessen worden. Die lineare Beziehung ist mit dem allgemeinen Stande unseres Tatsachenswissens bis auf Entfernungen von rund 400 Millionen Lichtjahren verträglich. Jenseits dieser Grenze, wo Beobachtungen fehlen, kann die Extrapolation nur durch ihre Vereinbarkeit mit anerkannten Theorien geprüft werden. Doch sind solche noch nicht so weit ins einzelne entwickelt, wie es für die Prüfung erforderlich wäre.

Der Theoretiker verwendet ein anderes Verfahren der Annäherung, indem er die zunächst für sich allein dastehenden empirischen Gesetze untersucht, die der Beobachter aufgestellt hat. Er sucht in ihnen nach einem gemeinsamen Zug, nach irgendeiner Verallgemeinerung, die es ihm erlaubt, verschiedenartige beobachtete Beziehungen in eine einzige Feststellung zusammenzufassen. Kurz, er sucht eine Theorie zu ersinnen, um die Gesetze zu deuten. Er mag sich der Theorie mit den Mitteln der Logik oder der Eingebung nähern — das Verfahren ist unwesentlich. Wesentlich ist, daß er bereits bekannte Beziehungen zu deuten und neue Beziehungen vorherzusagen vermag.

Eine umfassende Theorie und die verschiedenen Beziehungen, die man ohne weiteres aus ihr ableiten kann, bilden ein festes Schema, das für gewisse Seiten des Weltalls oder gar für das Weltall als Ganzes angewendet werden darf. Der Entdecker sucht sein Schema mit der ihn umgebenden Welt zur Deckung zu bringen, um zu sehen, wie genau sie beide übereinstimmen. Selbstverständlich finden die bekannten empirischen Gesetze, sofern der Forscher sein Handwerk versteht, ihren richtigen Platz, und überdies kann es sein, daß neue Gesetze vorhergesagt werden. Der Erfolg des Abenteurers hängt überwiegend von der Bestätigung vorhergesagter Beziehungen ab. Wenn eine solche Prüfung nicht möglich ist, so muß der Wert des Schemas an dem Grade der Ordnung und des inneren Zusammenhanges gemessen werden, den es unter bekannten, aber bis dahin noch nicht miteinander verknüpften Erscheinungen herstellt. Sofern die dadurch geschaffene Ordnung nicht sehr beträchtlich ist, wird man die Theorie nur als Spekulation werten.

Es werden gar viele Theorien aufgestellt, aber nur wenige überleben ihre Prüfung. Die überlebenden bedürfen in der Regel einer gelegentlichen Abänderung, um mit dem wachsenden Stande des Wissens in Einklang zu bleiben. Die Fähigkeit, Theorie zu treiben, ist eine höchst persönliche. Sie erfordert Geschick, Einbildungskraft, scharfes Denken, und noch einiges mehr. Es kann vorkommen, daß ein genialer Außenseiter einen erfolgreichen neuen Typus einer Theorie ersinnt; es kann dann geschehen, daß Männer hohen Ranges der Führung folgen und andere Theorien nach dem gleichen Schema entwickeln; Geister minderen Ranges müssen sich mit der Prüfung von Voraussagen begnügen.

Der Theoretiker arbeitet meist von außen her auf einen Mittelpunkt hin, während der Beobachter den umgekehrten Weg geht.

Dieser extrapoliert nach außen, jener in gewissem Sinne nach innen. Sofern sie beide übereinstimmen, erwecken sie einigcs Vertrauen in den Wert des allgemeinen Schemas.

Die Trennung zwischen Beobachtung und Theorie ist selten so scharf, wie man nach dem vorstehenden wohl vermuten könnte. Fast jede Untersuchung vereinigt beide Annäherungsverfahren, obwohl sie in sehr verschiedenem Verhältnis auftreten können. Ein Forscher will seinen Wissensdurst stillen, und er ist gewohnt, jedes vernünftige Mittel anzuwenden, das ihn an sein ständig flüchtiges Ziel zu bringen vermag. Einer seiner wenigen allgemeinen Züge ist ein gesunder Argwohn gegen unbewiesene Vermutungen. Diese bilden höchstens einen Gesprächsstoff, solange keine Beweise vorliegen. Erst dann rücken sie in den Rang eines würdigen Gegenstandes der Forschung auf.

Der Verfasser dieses Buches ist von Hause aus Beobachter. Die folgenden Kapitel beschreiben die Entwicklung einer neuen Phase der astronomischen Forschung — die Erforschung des neuen Reiches der Nebel. Der Nachdruck liegt mehr auf den Beobachtungstatsachen — auf dem angesammelten positiven Wissen —, als auf theoretischen oder spekulativen Deutungen. Die letztere Seite ist in der volkstümlichen Literatur zur Genüge ausgebeutet worden; es sind viele Bücher erschienen, von denen manche stark auf die Phantasie wirken. Die Beobachtungsdaten dagegen ruhen zum größten Teil friedlich in den Fachzeitschriften. Die Hinweise in diesem Buch beziehen sich im wesentlichen auf die Originalarbeiten, nicht auf weitergehende Erörterungen über die Beobachtungstatsachen.

Ein großer Teil des Quellenmaterials dürfte auch für den Laien, der dieses Buch liest, interessant sein. Es liefert einen Tatsachenbericht von naturwissenschaftlicher Forschungsarbeit in einer ziemlich einfachen Form. Man kann schon einen gewissen Einblick in dieses wenig bekannte Feld menschlicher Betätigung erhalten, ohne sich vorher einen ausgedehnten Wortschatz an Fachausdrücken anzueignen. Die Fragestellung war neu, die zahlenmäßigen Grundlagen waren roh; die Gefahr eines Zerredens in einer Periode erster Entwicklung lag klar zutage. Darum beschränkt die Forschung im allgemeinen den unmittelbaren Weg und benutzte keine verwickelten Versuchsanordnungen, wie sie bei verfeinerten, quantitativen Forschungsarbeiten sonst verwendet werden. So erfolgte z. B. die Analyse fast immer auf graphischem, nicht auf rechnerischem Wege. Natürlich begegnet

man im Quellenmaterial ständig gewissen Fachausdrücken. Mehrere von ihnen sind so bequem im Gebrauch, daß wir sie auch in diesem Buch durchweg verwenden werden. Ihre Erklärung bildet daher eine notwendige Einleitung zu den folgenden Kapiteln.

### **Die Sprache der Astronomie**

Wie andere Zweige der Naturwissenschaft, so hat auch die Astronomie ihren eigenen Wortschatz an genau definierten Fachausdrücken und Bezeichnungen. Die Ausdrücke haben stets die gleiche Bedeutung und können durch keine anderen ersetzt werden. Die bunte Vielfalt wird der Strenge geopfert. Manche dieser Ausdrücke haben eine lange Geschichte. Die Wörter selbst entstammen der Umgangssprache, aber in ihrer wissenschaftlichen Anwendung entfernen sie sich weit von ihrem alltäglichen Gebrauch. Andere Ausdrücke sind neueren Ursprungs, nach Bedarf geprägt, um Verwechslungen mit verwandten Vorstellungen zu vermeiden. Der so entstandene wissenschaftliche Wortschatz ist dem Laien so fremd, daß naturwissenschaftliche Darstellungen, die oft verhältnismäßig einfach sind, ihm wie in ein dunkles Gewand gehüllt erscheinen. Eine Übertragung in die Umgangssprache ist eine schwere Kunst, und häufig vergewaltigt sie den eigentlichen Sinn zugunsten einer durchsichtigen Vertrautheit. Aus diesem Grunde werden wir einige der gebräuchlichsten Fachausdrücke in ihrer ganzen wissenschaftlichen Reinheit verwenden. Sie beschränken sich auf die Einheiten der Entfernung und der Helligkeit und auf gewisse Typen von veränderlichen Sternen, die man an ihrem Verhalten erkennen kann, wo auch immer sie sich befinden. Diese Ausdrücke werden im folgenden erklärt, und es folgt eine kurze Erörterung des Wortes „Nebel“.

### **Entfernungseinheiten**

Gelegentlich wird in Kilometern gerechnet. Große Entfernungen werden jedoch in Lichtjahren (L.J.) oder in parsecs ausgedrückt. Das Lichtjahr ist ganz einfach die Entfernung, die vom Licht in einem Jahr zurückgelegt wird. Da die Geschwindigkeit des Lichtes etwa 300000 km/sec beträgt, so legt es in einem Jahre eine Strecke von  $0,946 \cdot 10^{13}$  km (etwa eine Eins mit 13 Nullen) zurück.

Das Licht des Mondes erreicht die Erde in etwa  $1\frac{1}{3}$  sec, das der Sonne in etwa  $8\frac{1}{3}$  min. Vom Pluto, dem äußersten Planeten, braucht

es etwa 6 Stunden bis zu uns. Der nächste Stern (Alpha Centauri) befindet sich in einem Abstand von etwa 4,3 L. J.; der nächste Nebel (Große Magellanwolke) im Abstand von 85000 L. J., der schwächste Nebel, der noch photographiert werden konnte (Grenzgröße des 100 inch Reflektors), befindet sich ungefähr im Abstände von 500 Millionen L. J.

Abgesehen von den nächsten Sternen können Entfernungen nicht genau bestimmt werden. Fehler von 10% werden als sehr klein betrachtet, Unsicherheiten von 25% stellen eine vernünftige Genauigkeit dar. Unter diesen Umständen werden Entfernungen im allgemeinen in abgerundeten Zahlen ausgedrückt, indem man nur eine oder zwei Ziffern angibt.

Der Ausdruck parsec wurde für die Entfernung, die einer Parallaxe von einer Bogensekunde entspricht, geschaffen. Diese Einheit ist bei vielen Rechnungen sehr praktisch und wird deshalb in der Fachliteratur allgemein gebraucht. In den folgenden Kapiteln wird das parsec nur wenig verwendet, statt dessen werden die Entfernungen in Lichtjahren (1 parsec = 3,258 L. J.) ausgedrückt.

Für die, welche daran Interesse haben, möge die Ableitung hier kurz wiedergegeben werden. Die astronomische Einheit (hier nicht gebraucht) ist die mittlere Entfernung Sonne—Erde, nämlich  $1,49 \cdot 10^8$  km. Die Parallaxe eines Objektes ist der Winkel, unter dem die astronomische Einheit im Abstände des Objektes erscheint. Nun wird ein Winkel von einer Bogensekunde von einem Objekt überspannt, dessen Abstand etwa das 206000fache seines Durchmessers beträgt. Darum beträgt das parsec, wie oben erwähnt, etwa 3,258 L. J.

Die Parallaxen der näheren Sterne werden unmittelbar durch Winkelmessungen von gegenüberliegenden Punkten der Erdbahn um die Sonne ermittelt. Die größte bekannte Sternparallaxe, die von Alpha Centauri, beträgt etwa  $\frac{3}{4}$  Bogensekunde<sup>6)</sup> (Entfernung =  $\frac{1}{3}$  par. =  $\frac{4}{3}$  L. J.). Parallaxen bis zu  $\frac{1}{100}$  Sekunde (Entfernung = 100 par. = 326 L. J.) können mit ausreichender Genauigkeit gemessen werden. Diese unmittelbar bestimmten Entfernungen werden dann benutzt, um die vielen anderen mittelbaren Methoden zu eichen, mit denen man größere Entfernungen schätzt.

---

<sup>6)</sup> Dieser Winkel wird etwa durch ein Fünfmarkstück im Abstände von 5 km gebildet.

### Scheinbare Helligkeiten

Helligkeiten werden in Größenklassen ausgedrückt. Der Gebrauch entspricht alter Übung, wenn auch die Eichung der Helligkeitsskala neueren Datums ist. Die alten Astronomen benutzten die scheinbaren Helligkeiten von Sternen als Hilfe bei ihrer Identifizierung. Die erste Einteilung erfolgte vermutlich in den natürlichen Gruppen: hell, mittel und schwach. Später wurde wahrscheinlich jede Gruppe in zwei unterteilt. Jedenfalls verwendete der älteste überlieferte, in Ptolemäus, Almagest enthaltene Sternkatalog — entstanden in der ersten Hälfte des zweiten Jahrhunderts n. Chr. — eine Einteilung in sechs Gruppen. Dieses Schema hielt sich bis heute und lieferte die Grundlage für unser heutiges System.

Die Gruppen bekamen dann den Namen Größenklassen. Etwa 15 der hellsten Sterne wurden mit der ersten Größenklasse gekennzeichnet, und die schwächsten noch mit bloßem Auge sichtbaren Sterne bildeten die sechste Größenklasse. Die fünf Zwischenstufen stellten in erster Näherung konstante Helligkeitsverhältnisse dar. Jede Größenklasse war um einen nahezu konstanten, jedoch unbestimmten Faktor heller oder dunkler als die nächste Größenklasse. Dieser Faktor wurde dann zu rund 2,5 bestimmt. So ist die erste Größenklasse etwa 2,5mal heller als die zweite,  $(2,5)^2 = 6,25$ mal heller als die dritte,  $(2,5)^3 = 16$ mal heller als die vierte,  $(2,5)^4 = 40$ mal heller als die fünfte und  $(2,5)^5 = 100$ mal heller als die sechste Größenklasse. Dieses Schema wurde ganz instinktiv geschaffen, da das Auge nach der Beziehung, die wir heute als das Fechnersche Gesetz kennen, gleiche Helligkeitsverhältnisse besser erkennt als gleiche Helligkeitsdifferenzen.

Die Größenklassen des Ptolemäus wurden mehrere Jahrhunderte hindurch ohne Kritik verwendet. Selbst in neuer Zeit, wo sich unabhängige Schätzungen von Helligkeiten zu häufen begannen und wo man ganze Größenklassen in halbe, drittel und zehntel aufteilte, wurde im allgemeinen dasselbe System benutzt. Teleskopischen Sternen schrieb man Größenklassen über 6 zu. Als man sich dann über die Bedeutung einer gleichmäßigen und genauen Skala klar geworden war, wurde der Betrag des konstanten Faktors oder das Verhältnis der Größenklassen sorgfältig ermittelt. Die Ergebnisse wichen beträchtlich voneinander ab, jedoch ergab sich ein Betrag um 2,5. Schließlich machte Pogson (1829—1891) am Radcliffe Observatorium in Oxford im Jahre 1856 einen allgemein anerkannten

Vorschlag. Er nahm für das konstante Helligkeitsverhältnis zweier Größenklassen den willkürlichen Wert 2,512 . . . , dessen dekadischer Logarithmus<sup>7)</sup> genau 0,4<sup>8)</sup> beträgt, an.

Diese Skala, die nicht sehr von der in älteren Katalogen benutzten abweicht, wird heute allgemein verwendet. Durch internationales Übereinkommen richtet sich der Nullpunkt nach gewissen veröffentlichten Helligkeiten einer Standardfolge von Sternen in unmittelbarer Umgebung des Himmels-Nordpols. Helligkeiten anderer Sterne werden durch unmittelbaren oder mittelbaren Vergleich mit dieser Standardfolge bestimmt.

Größenklassen sind nicht den Helligkeiten, sondern deren Logarithmen proportional. Wenn  $L_0$  die Helligkeit eines Standardsternes ist, dessen Größenklasse (durch Übereinkunft)  $m_0$  beträgt, dann ist die Größenklasse irgendeines anderen Sternes, dessen Helligkeit  $L$  beträgt, durch die Beziehung gegeben

$$0,4 (m - m_0) = \log \frac{L_0}{L},$$

$$m = m_0 + 2,5 \log \frac{L_0}{L}.$$

Das Schema ist zweckmäßig, denn das Verhältnis  $L_0/L$  der Helligkeiten kann leicht und genau gemessen werden, während die Bestimmung der Absolutwerte der einzelnen Helligkeiten  $L_0$  und  $L$  außerordentlich schwierig ist.

---

<sup>7)</sup> In diesem Buche kommt keine Mathematik vor, ausgenommen einfache lineare Gleichungen und der Gebrauch des dekadischen Logarithmus an Stelle von Exponentialausdrücken. Der dekadische Logarithmus einer Zahl ist der Exponent, den man an zehn anbringen muß, um die Zahl zu bekommen. Somit ist für jede positive Zahl  $a$  der Logarithmus wie folgt definiert

$$a = 10^{\log a}.$$

Mit anderen Worten, wenn  $a = 10^b$ , dann ist  $b = \log a$ .  $a$  wird auch manchmal der Antilogarithmus von  $b$  genannt. Die obengenannte Größe 0,4 ist der Logarithmus von 2,512 . . . , da  $10^{0,4} = 2,512 \dots$  ist. Da Größenklassen logarithmische Funktionen der Helligkeit sind, und Helligkeiten sich mit einer Potenz der Entfernung ändern, so ist es oft zweckmäßig, die Entfernungen, Rotverschiebungen und andere Eigenschaften durch ihre Logarithmen auszudrücken. Man vermeidet so komplizierte Ausdrücke und bekommt lineare Beziehungen.

<sup>8)</sup> Vgl. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 17, 12, 1856.

Auf zwei Punkte muß noch aufmerksam gemacht werden. Die Größenklassen nehmen nur langsam zu, während die zugehörigen Helligkeiten rasch ansteigen. So entspricht einer Differenz von 0,1 Größenklasse ein Helligkeitsverhältnis von 1,1 zu 1,0, während eine Differenz von 10 Größenklassen ein Helligkeitsverhältnis von 10000 zu 1 darstellt. Eine kurze Zusammenstellung zusammengehöriger Werte gibt einen Begriff von dieser Beziehung.

**Tabelle I**  
**Größenklassendifferenzen und Helligkeitsverhältnisse**

$m - m_0$	$L_0/L$	$m - m_0$	$L_0/L$
0,1	1,1	5,0	100
0,5	1,6	7,5	1 000
1,0	2,5	10	10 000
2,0	6,3	15	1 000 000
2,5	10,0	20	100 000 000

Ferner muß erneut gesagt werden, daß die Zahlenwerte der Größenklassen zunehmen mit abnehmender Helligkeit. Größenklassen sind sozusagen ein Maß für die Schwäche eines Sternes. Eine große Größenklasse, z. B. + 20, entspricht einem außerordentlich schwachen Stern, während eine kleine Größenklasse, z. B. + 0,1, einen sehr hellen Stern bedeutet (Vega). Noch größere Helligkeiten werden durch negative Größenklassen ausgedrückt. Die photographische Helligkeit des hellsten Objektes am Himmel, nämlich der Sonne, ist etwa - 26, die des Vollmondes etwa - 11, die der Venus etwa - 3. Zwei Sterne haben negative Größenklassen, Sirius - 1,6 und Canopus etwa - 0,5. Alle anderen Sterne haben positive Größenklassen (ausgenommen gelegentlich auftretende Novae während ihres Helligkeitsmaximums). Die schwächsten Sterne, die noch mit dem größten Teleskop photographiert werden konnten, sind von der 22. Größenklasse, also z. B. etwa 3000 Millionen mal schwächer als der Sirius.

Es gibt viele Systeme von Größenklassen, alle haben jedoch dieselbe Skala, nämlich

$$m = m_0 + 2,5 \log \frac{L_0}{L},$$

wo  $m_0$  willkürlich definiert wird. Die Systeme werden durch einen am allgemeinen Symbol  $m$  angebrachten Index unterschieden. So bedeutet  $m_{Pg}$ . photographische Größenklassen. Da jedoch in den

folgenden Kapiteln ausschließlich das photographische System verwendet werden soll, so lassen wir den Index weg,  $m$  bedeutet also hinfort die photographische Größenklasse.

Diese Größen bedeuten blauviolette Helligkeiten. Visuelle, oder die nahezu äquivalenten photovisuellen Größenklassen bedeuten Helligkeiten im Gelben. Ein roter Stern ist somit visuell heller als photographisch, und für blaue Sterne gilt das Gegenteil. Der Unterschied zwischen visuellen und photographischen Größenklassen, auch Farbenindex (FI) genannt, mißt also die Farbe eines Objektes. Die beiden Systeme sind so aneinander angeschlossen, daß der Farbenindex für weiße Sterne verschwindet (Spektraltypus A0). Der Farbenindex ist daher negativ für blaue und positiv für gelbe und rote Sterne. Er liegt bei normalen Sternen zwischen etwa  $-0,4$  und  $+2,0$  Größenklassen; man findet aber in Ausnahmefällen (z. B. bei den sehr roten N-Sternen) auch Werte außerhalb der obigen Grenzen. Die Sonne — ein gelber Stern — hat einen Farbenindex von etwa  $+0,6$  Größenklassen.

Die beiden besprochenen Größenklassen werden scheinbare genannt und mit dem Symbol  $m$  bezeichnet. Sie zeigen die Helligkeit der Objekte an, wie sie am Himmel erscheinen, und hängen von der Entfernung und der wahren Helligkeit (oder Lichtstärke) ab. Z. B. kann ein Stern der elften Größe ( $m = 11$ ) ebensogut ein Zwergstern in kleiner Entfernung wie ein Riese in großer Entfernung sein.

### Absolute Größenklassen

Wahre Helligkeiten werden in absoluten Größenklassen gemessen und durch das Symbol  $M$  bezeichnet. Sie haben dieselbe Skala wie die scheinbaren Größenklassen und einen willkürlich definierten Nullpunkt. Tatsächlich ist die absolute Größe  $M$  nichts als die scheinbare Größe  $m$ , die ein Objekt besitzen würde, befände es sich in einer bestimmten Normalentfernung vom Beobachter. Die Normalentfernung beträgt definitionsgemäß 10 parsecs oder 32,6 L. J. In dieser Entfernung könnten die schwächeren Zwerge nicht mehr mit dem bloßen Auge gesehen werden; die Sonne wäre gerade noch gut sichtbar; die größten Riesen würden die Venus an Helligkeit übertreffen und am Tage sichtbar sein. Die durchschnittlichen Nebel würden um einiges heller sein als der Vollmond.

In der Standardentfernung von 32,6 L. J. ist  $m = M$ . In jeder anderen Entfernung  $d$  ist die Differenz  $m - M$  eine bekannte Funk-

tion der Entfernung (man nennt sie auch Entfernungsmodul). Die Beziehung lautet

$$\log d \text{ (in parsec)} = 0,2 (m - M) + 1$$

oder

$$\log d \text{ (in L. J.)} = 0,2 (m - M) + 1,513.$$

Nun kann  $m$  stets beobachtet werden. Wenn also außerdem eine der beiden Größen  $d$  oder  $M$  bekannt ist, kann die andere leicht berechnet werden. Die Schätzungen großer Entfernungen beruhen fast ausschließlich auf dieser einfachen Beziehung. Die absoluten Größen von verschiedenen Sterntypen sind an Objekten bekannter Entfernung bestimmt worden. Somit kann man also bei Sternen, deren Typus sich erkennen läßt, und deren scheinbare Helligkeit gemessen ist, aus der Differenz  $m - M$  die Entfernung ableiten.

### Periode—Helligkeitsbeziehung für Cepheiden

Die Anwendung dieser Methode ist bei der Erforschung der Nebel von besonderem Interesse. Die hierzu benötigten Sterne werden nach dem Mustertypus Delta Cephei Cepheiden-Veränderliche genannt. Es sind pulsierende Sterne, die schnell hell und langsam wieder dunkel werden und diesen Helligkeitsverlauf dauernd und zuverlässig genau wiederholen. Die Periode (Dauer) des Cyclus ist für einen einzelnen Stern konstant, wechselt jedoch von Stern zu Stern von 1 bis 100 Tagen. Der Helligkeitsbereich ist für einen einzelnen Stern ebenfalls konstant, liegt jedoch innerhalb dieser Gruppe von Sternen zwischen 0,8 und 2,0 Größenklassen. Diese Eigenschaften lassen die Cepheiden leicht als solche erkennen, gleichgültig wo man sie findet.

Man kennt unter den Sternen des galaktischen Systems etwa ein Dutzend von ihnen, doch sind sie über einen großen Raum verstreut, und selbst der nächste ist sehr entfernt von der Erde. Die Bestimmung der Entfernung und der absoluten Größe war somit ein sehr schwieriges Problem.

Bevor dieses vollkommen gelöst war, entdeckte man unter den Cepheiden in der kleinen Magellanwolke eine neue Erscheinung von großer Bedeutung.

Die Wolke ist ein unabhängiges Sternsystem und ein unmittelbarer Nachbar — tatsächlich ein Satellit — des galaktischen Systems. Sie bietet uns die einzigartige Gelegenheit, eine Mustersammlung von Sternen zu studieren, die sich alle im gleichen Abstand vom Beobachter befinden. Sie ist zwar soweit entfernt, daß nur die helleren Sterne (Riesen und Überriesen) beobachtet werden können, doch wird

dieser Mangel mehr als ausgeglichen durch die Tatsache, daß die scheinbaren Helligkeiten innerhalb der Wolke auch relative absolute Helligkeiten sind<sup>9)</sup>.

Die am Harvard College Observatorium durchgeführte Durchforschung der Wolke führte zur Entdeckung von mehreren Hundert veränderlichen Sternen. Einige wurden sorgfältig verfolgt und die meisten von ihnen wurden als Cepheiden erkannt. Schon 1908 bemerkte Miss Leavitt, die die Untersuchungen durchführte, daß die helleren Cepheiden längere Perioden hatten (langsamer pulsierten) als die schwächeren. 1912 gab sie dann eine ganz feste Beziehung zwischen Periode und Helligkeit an<sup>10)</sup>, nämlich daß der Logarithmus der Periode proportional der mittleren Helligkeit ist. Kennt man also die Periode irgendeiner Cepheide in der Wolke, so folgt unmittelbar die scheinbare Helligkeit derselben. Könnte man die Beziehung zahlenmäßig festlegen, d. h. für jede Periode eine absolute Helligkeit angeben, so würden uns die so leicht erkennbaren Cepheidensterne eine wunderbare Methode an die Hand geben, große Entfernungen zu schätzen.

Hertzsprung<sup>11)</sup> war der erste, der sogleich die volle Bedeutung der Periode–Helligkeitsbeziehung erkannte. Er führte 1913 die erste Eichung durch. Er bestimmte die mittleren Abstände von 30 galaktischen Cepheiden aus ihren parallaktischen Bewegungen (Spiegelung der Sonnenbewegung auf diejenige der Sterne). Die einzelnen Entfernungen waren sehr unsicher, das Mittel für eine Gruppe war jedoch zuverlässig und lieferte eine mittlere absolute Größe zu jeder bestimmten mittleren Periode. Diese Daten erlaubten ihm, die Periode–Helligkeitsbeziehung zu eichen, den Abstand der Wolke vorläufig zu schätzen und die Verteilung der Cepheiden im galaktischen System zu untersuchen.

<sup>9)</sup> Da der Durchmesser der Wolke klein ist gegen ihren Abstand, so ist  $m - M$  für alle Mitglieder der Wolke konstant. Somit ist  $M = m - \text{Konst.}$ , und Differenzen in  $m$  stellen auch Differenzen im  $M$  dar ( $\Delta M = \Delta m$ ). Nachdem der Wert der Konstanten für ein paar Sterne (Cepheiden) bestimmt war, erhielt man dann auch unmittelbar die Entfernung der Wolke und die absoluten Leuchtkräfte ihrer zahlreichen Mitglieder.

<sup>10)</sup> Harvard College Observatory Circular No. 173 (1912), wo auch Literaturangaben über frühere Ergebnisse zu finden sind.

<sup>11)</sup> Astronomische Nachrichten 196, 201, 1913. Russell hat kürzlich dieselben absoluten Größen von offenbar denselben 30 Cepheiden abgeleitet. Einzelheiten sind nicht angegeben, auch wird die Periode–Helligkeitsbeziehung nicht weiter diskutiert.

Fünf Jahre später (1918) wiederholte Shapley<sup>13)</sup> die Rechnungen und prüfte die Eichung nach. Spätere, durch Shapley eingeführte Änderungen brachten uns dann die heutige Gestalt der Periode–Helligkeitsbeziehung. Weitere Verbesserungen werden nur von geringerer Bedeutung sein. Wo also immer eine Cepheide gefunden wird, gibt uns die Periode die absolute Helligkeit. Die scheinbare Helligkeit liefert dann die Entfernung. Auf diese Weise konnten erstmalig einwandfrei die Entfernungen von Nebeln bestimmt werden.

### Nebel und ferne Milchstraßen

Der astronomische Ausdruck Nebel hat sich durch Jahrhunderte hindurch gehalten als eine Bezeichnung für dauerhafte, wolkenartige Flecken am Himmel, die außerhalb der Grenzen unseres Sonnensystems liegen. Die Deutung dieser Objekte hat sich oft gewandelt, doch der Name ist erhalten geblieben. Zunächst glaubte man, daß alle Nebel Haufen oder Systeme von Sternen seien; später fand man dann, daß einige von ihnen aus Gas oder Staub zusammengesetzt sind. Mit der Entwicklung neuer Theorien entstanden dann auch neue Namen, die jedoch im allgemeinen wieder verschwanden. Nur eine der vielen Überprüfungen hat Spuren hinterlassen. Bestimmte Sternhaufen nämlich, die schon von Teleskopen mittlerer Größe aufgelöst werden und offensichtlich Mitglieder des galaktischen Systems sind, sind aus der Liste der Nebel gestrichen und bilden eine besondere Klasse von Objekten.

Heute wird der Ausdruck Nebel für zwei vollkommen verschiedene Arten von Objekten gebraucht. Einmal sind es die wenigen Wolken von Staub und Gas, die unter den Sternen des galaktischen Systems verstreut sind. Man nennt sie galaktische Nebel. Und andererseits sind es die vielen Millionen von unabhängigen Sternsystemen — im Raume außerhalb unseres Systems verstreut. Man nennt sie

---

<sup>13)</sup> Contributions of the Mt. Wilson Observatory No. 151; Astrophysical Journ. 48, 89, 1918. Shapley verwarf zwei von den 30 galaktischen Cepheiden als anomal, leitete aber ein mittleres  $M$  für eine vorgegebene Periode ab, das nur 0,2 Größenklassen heller als der Hertzsprungsche Wert war. Zweck der Nachprüfung war hauptsächlich, eine Auskunft über die Farben der Cepheiden zu bekommen. Die Größen der hellen galaktischen Cepheiden waren visuelle, die der schwachen in der Wolke waren photographische. Shapley fand eine Beziehung zwischen Periode und Farbe und konnte so die beiden Größenklassensysteme einwandfrei aufeinander beziehen.

extragalaktische Nebel<sup>13)</sup>. Die Bezeichnungsweise soll in diesem Buche beibehalten werden. Da jedoch extragalaktische Nebel zu häufig erwähnt werden, so sei das Beiwort künftig weggelassen. Der Ausdruck Nebel bedeutet also extragalaktischer Nebel, wenn nichts anderes dazu bemerkt wird.

Nachdem die Nebel als unabhängige Sternsysteme erkannt waren, glaubten manche Astronomen, man solle diesen einen anderen Namen geben, der nichts mehr von Wolken und Nebel enthält. Eine solche Namensänderung mag zweckmäßig sein. Es ist jedoch noch keine bessere Bezeichnung vorgeschlagen worden. Der meist erörterte Vorschlag ist die Rückkehr zum Ausdruck ferne Milchstraßen<sup>14)</sup>.

Über Ausdrücke läßt sich streiten. Für den Ausdruck „Nebel“ spricht die Tradition, für den Ausdruck „ferne Milchstraßen“ der Schimmer der Romantik<sup>15)</sup>.

### Bezeichnung einzelner Nebel

Die einzelnen Nebel werden im allgemeinen durch eine Nummer in gewissen Katalogen bezeichnet, die von Messier (1730—1817) und von Dreyer (1852—1926) geschaffen wurden. Während der zweiten Hälfte des 18. Jahrhunderts stellte Messier<sup>16)</sup> eine Liste von 103 hellen Haufen und Nebeln (galaktischen und extragalakti-

<sup>13)</sup> Die von Lundmark vorgeschlagene Bezeichnung anagalaktisch wird von den Schweden viel verwendet, jedoch sonst wenig gebraucht.

<sup>14)</sup> Der Ausdruck taucht hier und da in der Literatur des 19. Jahrhunderts auf und erlebte eine gewisse Blüte in der mehr populären Astronomie. Ein Beispiel hierfür ist das Buch „The Architecture of the Heavens“ von J. P. Nichol, das nach seinem Erscheinen 1838 viele Neuauflagen erlebte. Die neunte Auflage aus dem Jahre 1851 ist die interessanteste. Sie ist der Gräfin von Rosse gewidmet und beschreibt mit glühenden Worten die ersten Beobachtungen mit Lord Rosses Sechs-Fuß-Reflektor. Sie enthält auch einen Brief, in welchem Lord Rosse seine Überzeugung ausspricht, daß der Orionnebel in Sterne aufgelöst wurde. Nichol stellt jedenfalls fest, daß Nebel ferne Milchstraßen sind, und gibt einige Kugelhaufen als verdächtige Beispiele an.

<sup>15)</sup> Ich habe die Darstellung des Originals hier um einige Zeilen gekürzt. Es handelt sich dort um eine mit der Verwendung des englischen Ausdrucks „galaxy“ verknüpfte Schwierigkeit, die für den deutschen Leser bedeutungslos ist. D. Übers.

<sup>16)</sup> Messiers endgültiger Katalog wurde in der „Connaissance des temps“ 1784 veröffentlicht. Eine Auffindungsliste der Objekte nebst zugehörigen Hinweisen wurde von Shapley und Davis in den „Publications of the Astronomical Society of the Pacific“ 29, 178, 1917, gegeben.

schen) auf, die heute noch durch ihre Messier-Nummern erkenntlich sind. Unter ihnen sind etwa 32 extragalaktische Nebel. Der große Spiralnebel im Dreieck ist z. B. Messier Nr. 33 oder kurz M 33.

Dreyers neuer Katalog (New General Catalogue), im allgemeinen als NGC bezeichnet, ist eine Zusammenfassung aller Haufen und Nebel (galaktischer und extragalaktischer), die man bis Ende 1887 kannte. Zwei Zusätze — die Indexkataloge (IC) — benutzten die Liste mit dem Stand von 1907<sup>17)</sup>. Da die Numerierung im zweiten Zusatz die des ersten fortsetzt, so besteht keine Notwendigkeit, die beiden Indexkataloge zu unterscheiden. Die große Mehrzahl der 7840 NGC-Objekte und der 5836 IC-Objekte sind extragalaktische Nebel. Die NGC-Nebel sind im allgemeinen heller als die IC-Nebel und schließen natürlich die Messier-Objekte ein. So ist M 33 auch als NGC 598 bekannt.

Seit 1907 hat die Zahl der photographisch registrierten Nebel so rasch zugenommen, daß eine Zusammenfassung in Kataloge weder zweckmäßig noch wichtig scheint. Viele Listen sind für besondere Zwecke angefertigt worden, doch nur eine einzige, die den ganzen Himmel gleichmäßig erfaßt. Es ist die Harvard-Durchmusterung von Nebeln, die heller als die 13. Größenklasse<sup>18)</sup> sind, und die 1249 Objekte (1188 NGC-Nebel, 48 IC-Nebel und 13 andere) enthält. Einzelne, nicht katalogisierte Nebel werden durch ihre Stellung am Himmel bezeichnet oder durch ihre Beziehung zu einem Himmelsobjekt, dessen Koordinaten allgemein bekannt sind.

<sup>17)</sup> Den NGC findet man in den Memoirs of the Royal Astronomical Society 49, 1, 1890. Den IC ebenda 51, 185, 1895; 59, 105, 1910.

<sup>18)</sup> „A Survey of the External Galaxies Brighter than the Thirtieth Magnitude“, Harvard College Observatory, Annals 88, Nr. 2, 1932.

## Erstes Kapitel

### Die Erforschung des Raumes

Erst vor kurzem ist die Erforschung des Raumes bis zum Reich der Spiralnebel vorgedrungen. Dieser Vorstoß in bisher unbekannte Gebiete ist nur mit Hilfe der großen Teleskope möglich gewesen. Der beobachtbare Raumteil des Universums ist nun umrissen — auch ist seine Erforschung schon zu einem gewissen Abschluß gekommen. Die folgenden Kapitel sind Berichte über verschiedene Stufen dieser Raumforschung.

Die Erde, die wir bewohnen ist ein Mitglied des Sonnensystems, ein kleiner Satellit der Sonne. Die Sonne ist ein Stern unter vielen Millionen, die zusammen ein Sternsystem bilden. Ein Sternsystem ist ein in sich abgeschlossener Schwarm von Sternen im Raum, der durch die Welt treibt, wie ein Mückenschwarm durch die Sommerluft. Von unserer Stellung innerhalb des Systems aus sehen wir durch den Sternenschwarm hindurch in die Welt außerhalb.

Im großen und ganzen ist das Weltall leer, aber hier und da, getrennt durch riesige Zwischenräume, begegnen wir Sternsystemen, die dem unseren vergleichbar sind. Sie sind — bis auf die nächsten benachbarten Systeme — so fern, daß wir die Sterne, aus denen sie aufgebaut sind, im einzelnen nicht erkennen können. Diese ungeheuren Sternsysteme erscheinen uns als schwache Lichtflecke. Vor langer Zeit nannte man sie „Nebel“ oder „Wolken“, und hielt sie für geheimnisvolle Himmelskörper, die Anlaß zu vielen Vermutungen gaben.

Doch heute wissen wir — dank der großen Teleskope — einiges über ihr Wesen, über ihre wirkliche Größe und Helligkeit, und schon ihr bloßes Aussehen gibt uns Fingerzeige für die allgemeine Größenordnung ihrer Entfernung. Sie sind über den Raum verstreut, soweit unsere Teleskope reichen. Ein paar von ihnen erscheinen groß und hell. Das sind die näheren Nebel. Dann findet man kleinere, schwächere in stetig zunehmender Zahl, und wir wissen, daß wir so immer weiter in den Raum vorstoßen, bis wir schließlich bei den schwächsten Sternen, die wir noch mit dem größten Teleskop entdecken, an der Grenze der uns bekannten Welt landen.

Dieser äußerste Horizont begrenzt den beobachtbaren Raumteil, nämlich eine ungeheure Kugel mit einem Durchmesser von etwa 1000 Millionen Lichtjahren. In dieser ganzen Kugel sind vielleicht 100 Millionen Nebel oder Sternsysteme verteilt, die sich auf verschiedenen Stufen ihrer Entwicklungsgeschichte befinden. Die Nebel treten einzeln, in Gruppen und gelegentlich in großen Haufen auf. Betrachtet man jedoch große Räume, so mittelt sich die Neigung zum Haufenbilden heraus. Bis zur äußersten Reichweite der Teleskope ist die Verteilungsdichte der Nebel im großen nahezu überall die gleiche.

Man ist noch auf ein anderes allgemeines Merkmal des uns zugänglichen Raumteiles gestoßen. Das von den Nebeln zu uns kommende Licht erscheint gerötet, und zwar proportional der Entfernung, die es durchlaufen hat. Diese Erscheinung ist bekannt als Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung, und wird theoretisch oft so gedeutet, daß die Nebel sich alle von unserem Sternsystem mit Geschwindigkeiten entfernen, die ihrer Entfernung proportional sind.

### **Wachsende Horizonte**

Diese kurze Skizze zeigt schon die heutige Auffassung vom Reich der Nebel. Sie ist die Krönung einer Forschungsrichtung, die schon sehr früh aufkam. Die Geschichte der Astronomie ist die Geschichte von den sich weitenden Horizonten. Unser Wissen ist in aufeinanderfolgenden Wellen zu uns gekommen, deren jede uns einen neuen Schlüssel zur Deutung der Beobachtungsdaten lieferte.

Die Erforschung des Raumes zeigt drei solche Phasen. Zuerst beschränkte sie sich auf das Planetensystem, dann dehnte sie sich auf das Sternsystem aus, um schließlich in das Reich der Nebel vorzudringen. Die verschiedenen Phasen liegen zeitlich weit auseinander. So war die Entfernung des Mondes schon den Griechen bekannt, während die Größenordnung der Sonnen- und Planetenabstände erst in der zweiten Hälfte des 17. Jahrhunderts gefunden wurden. Genaue Sternentfernungen wurden zum ersten Male vor einem Jahrhundert, Nebelentfernungen erst in unserer Generation bestimmt. Die Entfernungen waren die wesentlichsten Daten. Ohne ihre Kenntnis war kein Fortschritt möglich.

Die früheren Forschungen hielten an der Grenze des Sonnensystems vor der großen Lücke, die sich bis zu den nächsten Sternen erstreckte inne. Die Sterne waren unbekannte Größen. Sie konnten

kleine, verhältnismäßig nahe Körper sein, aber ebensogut auch ungeheuer entfernte Riesen. Erst nachdem die Brücke geschlagen war, erst als die Entfernung einer kleinen Anzahl von Sternen bestimmt war, konnte das Wesen der Weltkörper außerhalb des Sonnensystems ermittelt werden. Von dieser Grundlage ausgehend, gelang es der Astronomie dann bald, das ganze Sternsystem zu erfassen.

Noch einmal gab es — angesichts einer noch größeren Lücke — einen Aufenthalt. Aber wieder wurde, nachdem die Beobachtungsmittel und -verfahren genügend vervollkommenet waren, eine Brücke geschlagen, indem man die Entfernungen einiger näherer Nebel bestimmen lernte. Als man dann das Wesen der Nebel erkannt hatte, durchquerte die Forschung das Reich der Nebel mit noch größeren Schritten und wurde erst durch die Reichweitengrenze der größten Teleskope zum Halten gezwungen.

### **Die Theorie der Weltinseln**

Das also war der geschichtliche Ablauf dieser Entdeckungen. Sie wurden sozusagen mit dem Metermaß ausgeführt und vermehrten den Bestand unseres Tatsachenwissens. Ihnen voran gingen stets tastende Annahmen. Einst beherrschten diese das ganze Feld. Dann wurden sie durch die fortschreitende Forschung Schritt um Schritt zurückgedrängt; und heute können sie einen unbestrittenen Anspruch nur noch auf den Bereich jenseits der Reichweite der Teleskope erheben, jene dunklen, unerforschten Bezirke in den tiefsten Tiefen des Weltalls.

Die Annahmen waren von mancherlei Art, und viele von ihnen sind heute vergessen. Die wenigen, welche die messende Probe bestanden haben, gründeten sich auf das Prinzip der Einheitlichkeit der Natur — nämlich auf die Voraussetzung, daß jeder große Teil des Weltalls den anderen im wesentlichen gleichen muß. Dieses Prinzip wurde auf Sterne angewandt, lange bevor deren Entfernungen bekannt waren. Da die Sterne zu entfernt für die Meßinstrumente waren, so mußten sie notwendigerweise sehr hell sein. Das hellste Objekt, das man kannte, war die Sonne. Daher nahm man an, die Sterne seien wie die Sonne beschaffen. Und so konnte man aus ihrer scheinbaren Helligkeit die Entfernung schätzen. Auf diese Weise wurde — erstmalig im Jahre 1750 von Thomas Wright (1711—86), einem englischen Instrumentenmacher und Hauslehrer — der Begriff

eines im Raume in sich abgeschlossenen Sternsystems erfaßt und ausgesprochen<sup>1)</sup>).

Aber Wrights Vermutungen gingen über die Milchstraße hinaus. Ein einzelnes Sternsystem — für sich allein im Weltall — befriedigte seine philosophische Einstellung nicht. Er stellte sich andere, ähnliche Sternsysteme vor und verwies als Beweis für deren Dasein auf die geheimnisvollen, als Nebel bezeichneten Wolken. 5 Jahre später brachte Immanuel Kant (1724—1804) Wrights Vorstellungen in eine Form, welche die folgenden 150 Jahre im wesentlichen ungeändert überdauerte. Einige der Kantschen Bemerkungen<sup>2)</sup> über seine Theorie geben ein großartiges Beispiel für vernünftige, nur auf dem Prinzip der Einheitlichkeit in der Natur beruhende Gedankengänge.

„Ich komme zu demjenigen Teile des vorgetragenen Lehrbegriffes, der ihn durch die erhabene Vorstellung, welche er von dem Plane der Schöpfung darstellt, am meisten reizend macht. Die Reihe der Gedanken, die mich darauf geleitet haben, ist kurz und ungekünstelt; sie besteht im folgenden: Wenn ein System von Fixsternen, welche in ihren Lagen sich auf eine gemeinschaftliche Fläche beziehen, so wie wir die Milchstraße entworfen haben, so weit von uns entfernt ist, daß alle Kenntlichkeit der einzelnen Sterne, daraus es besteht, sogar dem Sehrohr nicht mehr empfindlich ist; wenn seine Entfernung zu der Entfernung der Sterne der Milchstraße eben das Verhältnis als diese zum Abstände der Sonne von uns hat; kurz, wenn eine solche Welt von Fixsternen in einem so unermeßlichen Abstände von dem Auge des Beobachters, das sich außerhalb desselben befindet, angeschaut wird, so wird dieselbe unter einem kleinen Winkel als ein mit schwachem Lichte erleuchtetes Räumchen erscheinen, dessen Figur zirkelrund sein wird, wenn seine Fläche sich dem Auge geradezu darbietet, und elliptisch, wenn es von der Seite gesehen wird. Die Schwäche des Lichtes, die Figur und die kennbare Größe des Durchmessers werden ein solches Phänomen, wenn es vorhanden ist, von allen Sternen, die einzeln gesehen werden, gar deutlich unterscheiden.

Man darf sich unter den Beobachtungen der Sternkundigen nicht lange nach dieser Erscheinung umsehen. Sie ist von unterschiedlichen Beobachtern deutlich wahrgenommen worden. Man hat sich über ihre Seltsamkeit verwundert; man hat gemutmaßt und bisweilen wunderlichen Einbildungen, bisweilen scheinbaren Begriffen, die aber doch ebenso unbegründet als die ersteren waren, Platz gegeben. Die nebligen Sterne sind es, welche wir meinen, oder vielmehr eine Gattung derselben, die der Herr v. Maupertius<sup>3)</sup> so beschreibt: „Daß es kleine, etwas mehr

1) „An Original Theory or New Hypothesis of the Universe.“ London 1750.

2) „Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels.“ 1755. Man findet die wiedergegebenen Stellen fast am Schluß des ersten Teiles.

3) „Discours sur les différentes figures des astres.“ Paris 1742.

als das Finstere des leeren Himmels erleuchtete Plätzchen sind, die alle darin übereinkommen, daß sie mehr oder weniger offene Ellipsen vorstellen, aber deren Licht weit schwächer ist als irgendein anderes, das man am Himmel gewahr wird.“

Kant erwähnt und verwirft dann die Anschauungen von Derham, daß die Lichtflecken Öffnungen im Firmament seien, durch welche man den feurigen Empyreaan sehen könne, und auch die Ansicht von Maupertius, daß die Nebel zusammenhängende Riesenkörper seien, die durch ihre schnelle Rotation abgeflacht sind. Kant fährt fort:

„Weit natürlicher und begreiflicher ist es, daß es nicht einzelne so große Sterne, sondern Systeme von vielen sind, deren Entfernung sie in einem so engen Raume darstellt, daß das Licht, welches von jedem einzelnen derselben unmerklich ist, bei ihrer unermeßlichen Menge in einen einförmigen blassen Schimmer ausschlägt. Die Analogie mit dem Sternsystem, darin wir uns befinden, ihre Gestalt, welche gerade so ist, als sie es nach unserem Lehrbegriff sein muß, die Schwäche des Lichtes, die eine vorausgesetzte unendliche Entfernung erfordert. Alles stimmt vollkommen überein, diese elliptischen Figuren für eben dergleichen Weltordnungen, und so zu reden, Milchstraßen zu halten, deren Verfassung wir eben entwickelt haben; und wenn Mutmaßungen, in denen Analogie und Beobachtung vollkommen übereinstimmen, einander zu unterstützen eben dieselbe Würdigkeit haben als förmliche Beweise, so wird man die Gewißheit dieser Systeme für ausgemacht halten müssen.

Nunmehr hat die Aufmerksamkeit der Beobachter des Himmels Bewegungsgründe genug, sich mit diesem Gegenstande zu beschäftigen. Die Fixsterne, die wir noch einzeln unterscheiden, beziehen sich also mit der unzählbaren Menge derer, die durch ihr vereinigt Licht den Schimmer der Milchstraße verursachen, auf eine gemeinschaftliche Fläche, und machen dadurch ein zusammengeordnetes Ganzes, welches eine Welt von Welten ist. In unermeßlichen Entfernungen gibt es mehr solche Sternsysteme (die nebligen Sterne, Nebelflecke), und die Schöpfung ist in dem ganzen unendlichen Umfange ihrer Größe allenthalben systematisch und aufeinander beziehend.“

Die Theorie, die dann mit dem Namen „Theorie der Weltinseln“<sup>4)</sup> belegt wurde, bekam einen dauernden Platz in den naturwissenschaftlichen Erörterungen. Die Astronomen nahmen nur geringen Anteil an diesen Auseinandersetzungen; sie erforschten die Nebel. Gegen

---

<sup>4)</sup> Das Reich der Sterne hieß früher Welt der Sterne. Dieser Ausdruck blieb auch erhalten, als man die Isoliertheit des Sternsystems erkannt hatte. Die Vielfachheit des Sternsystems führte zu dem Ausdruck „Weltinseln“, der wahrscheinlich zuerst in Humboldts Kosmos (Bd. III, 1850) gebraucht wurde.

Ende des 19. Jahrhunderts war dann die Ansammlung von Beobachtungsdaten soweit gediehen, daß die Frage nach der Beschaffenheit der Nebel — und mit ihr die Theorie der Weltinseln als eine mögliche Lösung — in den Vordergrund trat.

### Das Wesen der Nebel

#### a) Formulierung des Problems

Ein paar Nebel waren schon den mit bloßem Auge Beobachtenden bekannt. Mit der Entwicklung der Teleskope nahm ihre Zahl erst langsam, dann jedoch immer schneller zu. Als Sir William Herschel (1738—1822), der erste Führer auf dem Gebiete der Nebelforschung seine Durchmusterungen begann, waren die ausführlichsten Listen diejenigen von Messier, dessen letzte (1784) 103 der am besten sichtbaren Nebel und Nebelhaufen enthielt. Diese Objekte sind heute noch unter ihren Messier-Nummern bekannt. So heißt der große Andromeda-Spiralnebel auch M 31. Sir William Herschel katalogisierte 2500 Objekte, und sein Sohn, Sir John Herschel (1792—1871), brachte das Teleskop auf die südliche Halbkugel (nahe Capetown in Südafrika) und fügte noch weit mehr dazu<sup>5)</sup>. Heute kennt man die Orte von etwa 20000 Nebeln, und etwa die zehnfache Anzahl konnte auf photographischen Platten erkannt werden. Der bloße Umfang von Katalogen hat seither längst seine Bedeutung verloren. Heute bestehen die begehrten Angaben in der Zahl der Nebel, die heller sind als bestimmte aufeinanderfolgende Stufen scheinbarer Helligkeit, innerhalb ausgewählter Bereiche, die über den ganzen Himmel verteilt sind.

Galilei löste mit seinen ersten Teleskopen eine typische „Wolke“ — die Praesepe — in einen Sternhaufen auf. Mit größeren Teleskopen und fortgesetzter Beobachtung geschah mit den besser sichtbaren Nebeln im Grunde dasselbe. Sir William Herschel schloß, daß alle Nebel in Sternhaufen auflösbar seien, wenn man nur genügend große Teleskope hätte. Im Alter überprüfte er jedoch seine An-

---

<sup>5)</sup> Sir John Herschels allgemeiner Katalog stellt die erste systematische Durchmusterung des gesamten Himmels bis zu einer ziemlich einheitlichen Grenzhelligkeit dar. Er wurde 1864 veröffentlicht und enthielt etwa 4630 von ihm und seinem Vater beobachtete und etwa 450 von anderen entdeckte Nebel und Haufen. Der Katalog wurde 1890 durch Dreyers „New General Catalogue“ ersetzt.

schauungen und gab in gewissen Fällen die Existenz eines unauflösbaren, leuchtenden „Fluidums“ zu. Geniale Ansätze wurden gemacht, um diese Ausnahmefälle zu erklären, aber erst William Huggins (1824—1910) gelang es 1864, mit einem Spektrographen eindeutig zu beweisen, daß manche Nebel leuchtende Gasmassen sein müssen.

Huggins Ergebnis zeigte deutlich, daß nicht alle Nebel Mitglieder einer einzigen einheitlichen Gruppe sind, und daß eine gewisse Klassifizierung notwendig war, bevor man an eine Ordnung derselben gehen konnte. Die tatsächlich in Sterne aufgelösten Nebel — die Sternhaufen — wurden aus den Listen ausgeschieden und bildeten einen gesonderten Forschungszweig. Sie wurden als Teile des galaktischen Systems erkannt und hatten so nichts mit der Theorie der Weltinseln zu tun.

Unter den unaufgelösten Nebeln mußte möglicherweise zwischen zwei ganz verschiedenen Typen unterschieden werden. Ein Typus bestand aus den ziemlich wenigen Nebeln, von denen man bestimmt wußte, daß sie nicht aufzulösen sind — unter ihnen Staub- und Gaswolken, die im engen Zusammenhang mit den Sternen des galaktischen Systems stehen. Man findet sie gewöhnlich im Gürtel der Milchstraße. Sie sind augenscheinlich, wie auch die Sternhaufen, Mitglieder des galaktischen Systems. Aus diesem Grunde hat man sie auch „galaktische“ Nebel genannt. Sie sind weiter in zwei Gruppen eingeteilt, die „planetarischen“ und die „diffusen“ Nebel.

Der andere Typus wird von einer großen Zahl kleiner, symmetrischer Objekte gebildet, die man — außer in der Milchstraße — überall am Himmel findet. Bei den meisten beobachtet man Spiralstruktur. Sie haben viele gemeinsame Eigenschaften und scheinen eine einheitliche Gruppe zu bilden. Sie haben schon die verschiedensten Namen gehabt, werden heute aber „extragalaktische Nebel“ oder einfach „Nebel“ genannt.

Über den Zustand der Nebel, wie sie jetzt definiert sind, wußte man nichts, da die Entfernungen völlig unbekannt waren. Sie waren weit jenseits der Grenze des unmittelbaren Messens, und ihr Aussehen konnte auf die verschiedenste Weise gedeutet werden. Die Nebel konnten verhältnismäßig nahe Objekte und noch Mitglieder des Sternsystems oder sehr entfernte Bewohner des äußeren Raumes sein. In diesem Punkte kam die Nebelforschung in unmittelbare Berührung mit der Theorie der Weltinseln. Diese Theorie stellt

im Grundsatz eine der möglichen Lösungen des Problems der Nebelentfernungen dar. Die Frage nach den Entfernungen wurde daher oft in der Form gestellt: Sind die Nebel Weltinseln?

### b) Die Lösung des Problems

Die eigentliche Problemstellung stellte sich im Laufe der Jahre 1885 bis 1914 heraus; nämlich vom Erscheinen der hellen Nova im Spiralnebel M 31, die ein großes Interesse für die Frage nach der Entfernung schuf, bis zu Sliphers erster ausführlicher Liste der Radialgeschwindigkeiten von Nebeln, die gänzlich neuartige Daten lieferte und zu ernsthaften Versuchen, das Problem zu lösen, ermutigte.

Die Lösung kam 10 Jahre später, hauptsächlich mit Hilfe des großen Teleskops, des 100 inch-Reflektors, der inzwischen fertiggestellt wurde. Man fand, daß sich einige der auffälligsten Nebel weit außerhalb der Grenzen des galaktischen Systems befinden. Es sind unabhängige Sternsysteme im extragalaktischen Raume. Weitere Untersuchungen zeigten, daß die anderen schwächeren Nebel ähnliche Systeme in noch größeren Entfernungen sein müssen. Die Theorie der Weltinseln bestätigte sich also.

Mit dem 100 inch-Reflektor gelang es dann auch, einige benachbarte Nebel in Schwärme von Sternen aufzulösen. Unter diesen Sternen erkannte man verschiedene uns unter den helleren Sternen unseres Systems wohlbekannte Typen wieder. Die wahren Helligkeiten (Lichtstärken) dieser Sterntypen waren bekannt, zum Teil genau, in manchen Fällen genähert. Die scheinbare Helligkeit der Sterne lieferte dann die Entfernung der Nebel.

Die verlässlichsten Ergebnisse erhielt man mit den Cepheidenveränderlichen, doch ergaben andere Sterntypen Entfernungsschätzungen, die mit den Cepheidenwerten übereinstimmten. Ferner sind auch die hellsten Sterne, deren absolute Helligkeiten in bestimmten Nebeltypen nahezu konstant zu sein scheinen, als statistische Anhaltspunkte für die Entfernungsschätzung von Nebelgruppen herangezogen worden.

### Die Bewohner des Raumes

Diejenigen Nebel, deren Entfernungen man nun mit Hilfe der in ihnen enthaltenen Sterne ermittelt hatte, bildeten nunmehr eine Mustersammlung, die neue Anhaltspunkte aus den Nebeln selber, nicht aus dem, was sie enthalten, liefern konnten. Man weiß jetzt,

daß die Nebel größenordnungsmäßig alle dieselbe absolute Leuchtkraft besitzen. Manche sind heller als andere, aber mindestens die Hälfte aller Helligkeiten liegt in dem schmalen Bereich vom halben bis zum zweifachen Mittelwert, der etwa das 85 millionenfache der Sonnenleuchtkraft beträgt. Somit ist die scheinbare Größe eines Nebels für statistische Zwecke bereits ein Maß für seine Entfernung.

Als man erst einmal das Wesen der Nebel und ihre Entfernungsskala erkannt hatte, gingen die Untersuchungen in zwei Richtungen weiter. Erstens untersuchte man die allgemeine Erscheinung des einzelnen Nebels; zweitens suchte man nach charakteristischen Zügen des beobachtbaren Raumes als Ganzem.

Die ins einzelne gehende Klassifizierung von Nebelformen hat zu einer geordneten Folge — von Kugelnebeln über flache Ellipsoide zu einer Reihe von sich aufwickelnder Spiralen — geführt. Die grundlegende Eigenschaft der Rotationssymmetrie ändert sich ein wenig, wenn man die Folge durchläuft, und zwar in einer Weise, die auf zunehmende Rotationsgeschwindigkeit hindeutet. Noch viele andere Eigenschaften hat man gefunden, die sich systematisch längs der Folge ändern. Der erste Eindruck, daß alle Nebel Mitglieder ein und derselben Familie sind, scheint also bestätigt. Die Leuchtkräfte bleiben längs der Folge ziemlich konstant (etwa  $8,5 \cdot 10^7$  Sonnenleuchtkräften), die Durchmesser<sup>6)</sup> nehmen jedoch stetig von 1800 Lichtjahren für die Kugelnebel bis zu etwa 10000 Lichtjahren für die am weitesten offenen Spiralen zu. Die Massen der Nebel sind unsicher. Die Schätzungen schwanken zwischen  $2 \cdot 10^9$  und  $2 \cdot 10^{11}$  Sonnenmassen.

### Das Reich der Nebel

#### a) Die Verteilung der Nebel

Die Erforschung des beobachtbaren Raumes als Ganzes hat zu zwei Ergebnissen von besonderer Bedeutung geführt, das eine ist die Homogenität des Raumes — die gleichförmige Verteilung der Nebel im großen —, das andere die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung.

Die Verteilung der Nebel im kleinen ist sehr ungleichmäßig. Man findet einzelne Nebel, Nebelpaare, Nebelgruppen verschiedener Größe und auch Nebelhaufen. Das galaktische System ist der Haupt-

---

<sup>6)</sup> Die Zahlenwerte entsprechen dem Hauptkörper, der, wie später auseinandergesetzt wird, den eigentlich sichtbaren Teil des Nebels darstellt.

teil eines dreifachen Nebels, von welchem die Magellanwolken die anderen Bestandteile bilden. Das Dreiersystem bildet mit einigen anderen Nebeln eine typische kleine Gruppe, die im allgemeinen Nebelfeld in sich abgeschlossen daliegt. Die Mitglieder dieser „lokalen Gruppe“ lieferten uns die ersten Entfernungen, und das Cepheiden-entfernungskriterium ist bis heute nur auf diese Gruppe anwendbar.

Vergleicht man große Himmelsbereiche oder große Raumbereiche miteinander, so mitteln sich die kleinen Unregelmäßigkeiten heraus und es bleibt die sehr gleichmäßige Verteilung im großen. Die Verteilung über den Himmel erhält man, indem man die Nebelzahlen innerhalb einer ausgewählten, in gleichmäßigen Abständen über den ganzen Himmel verstreuten Bezirken, bis zu einer bestimmten Grenzgröße der Mittel miteinander vergleicht.

Die wahre Verteilung bleibt uns durch örtliche Verdunkelung teilweise verborgen. Im Gebiete der Milchstraße beobachten wir keine Nebel, und nur wenige an ihrem Rande. Überdies scheint die scheinbare Dichte — wenig, aber systematisch — von den Polen bis an den Rand der Milchstraße abzunehmen. Die Erklärung liegt in dem Vorhandensein großer Staub- und Gaswolken, die über das ganze Sternsystem, besonders über die galaktische Ebene, verstreut sind. Diese Wolken verbergen uns die entfernteren Sterne und Nebel. Überdies ist die Sonne in einen sehr fein verteilten Stoff eingebettet, der in seiner Wirkung einer ziemlich genau in der galaktischen Ebene liegenden Schicht gleichkommt. Das Licht von Nebeln aus der Gegend des galaktischen Pols wird durch diese absorbierende Schicht etwa auf ein Viertel geschwächt. In niederen Breiten, wo der Lichtweg im Stoff länger ist, ist die Schwächung entsprechend größer. Erst wenn man diese verschiedenen Erscheinungen einer galaktischen Verdunklung berechnet und rechnerisch ausgemerzt hat, erkennt man die gleichmäßige oder isotrope Verteilung der Nebel über den Himmel in allen Richtungen.

Die Verteilung in der Tiefe, d. h. die Nebelzahlen zwischen zwei aufeinanderfolgenden Entfernungsstufen, findet man durch Vergleich der Nebelzahlen mit scheinbaren Helligkeiten zwischen zwei entsprechenden aufeinanderfolgenden Helligkeitsstufen. Es handelt sich dabei um den Vergleich zwischen den Nebelzahlen und dem Raumteil, den die Nebel erfüllen. Da die Zahlen im gleichen Verhältnis wachsen wie die Raumgrößen (mit Sicherheit bis zu den Grenzen der Durchmusterungen, wahrscheinlich soweit überhaupt Teleskope je reichen werden), so müssen die Nebel gleichförmig verteilt sein. Bei diesem

Problem müssen an den scheinbaren Helligkeiten bestimmte Korrekturen angebracht werden, um zur wahren Verteilung zu kommen. Diese Korrekturen folgen aus der Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung, deren Beobachtungswerte also zur Deutung dieser seltsamen Erscheinung beitragen.

So ist der beobachtbare Raum nicht nur isotrop, sondern auch homogen, d. h. er ist überall und in allen Richtungen nahezu gleich beschaffen. Die Nebel haben untereinander einen mittleren Abstand von 2 Millionen Lichtjahren; das ist etwa das 200fache ihres mittleren Durchmessers. Das entspricht etwa Tennisbällen, die 15 m voneinander entfernt sind.

Die Größenordnung der mittleren Massendichte im Raume kann ebenfalls roh abgeschätzt werden, wenn man den zwischen den Nebeln befindlichen (unbekannten) Stoff vernachlässigt. Würde man den Nebelstoff über den ganzen beobachtbaren Raum verteilen, so würde die mittlere Dichte von der Größenordnung  $10^{-29}$  bis  $10^{-28}$  gramm/cm<sup>3</sup> sein oder etwa einem Sandkorn im Erdvolumen entsprechen.

Die Größe des beobachtbaren Raumes ist eine Frage der Definition. Die Zwergnebel können nur bis zu mittleren Entfernungen entdeckt werden, während die Riesen weit draußen im Raum beobachtet werden können. Es gibt keine Möglichkeit, die beiden Klassen scharf zu trennen. Die Reichweiten der Teleskope werden daher zweckmäßig durch Nebel mittlerer Größe definiert. Die schwächsten Nebel, die mit dem 100 inch-Reflektor erkannt werden konnten, befinden sich in einer mittleren Entfernung von etwa 500 Millionen Lichtjahren. Bis zu dieser Grenze dürfte man — abzüglich des galaktischen Verdunklungseffektes — etwa 100 Millionen Nebel beobachten können. Nahe den galaktischen Polen, wo die Verdunklung gering ist, zeigen lange belichtete Aufnahmen ebensoviel Nebel wie Sterne.

#### b) Die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung<sup>7)</sup>

Die vorangehende Skizze des beobachtbaren Raumes beruht fast ausschließlich auf Ergebnissen, die auf unmittelbarem photographi-

---

<sup>7)</sup> Eine ausführlichere, allgemeinverständliche Abhandlung des Verfassers über die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung findet man in der 1934 an der Oxford-Universität gehaltenen Halley Lecture: „Red-Shifts in the Spectra of Nebulae.“ Ein Teil der Vorlesung ist, mit Erlaubnis der Clarendon Press, in der vorliegenden Zusammenfassung enthalten.

schem Wege gewonnen wurden. Der Raum ist homogen und die allgemeine Größenordnung der Dichte ist bekannt. Die nächste — und letzte — Eigenschaft, die zu besprechen bleibt, ist die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung, die aus der Untersuchung von Spektrogrammen gewonnen wurde.

Geht ein Lichtstrahl durch ein Glasprisma (oder eine andere geeignete Anordnung), so werden die verschiedenen Farben, aus denen das Licht zusammengesetzt ist, zu einer Farbfolge, dem Spektrum, auseinandergezogen. Der Regenbogen ist ein bekanntes Beispiel. Die Reihenfolge der Farben ändert sich nie. Das Spektrum mag, je nach der verwendeten Anordnung, lang oder kurz sein. Die Ordnung der Farben bleibt stets dieselbe. Der Ort im Spektrum wird roh durch die Farbe, genauer durch die Wellenlänge gemessen, denn jeder Farbe entspricht eine bestimmte Wellenlänge, von den kurzen Wellen des Violetts stetig bis zu den langen roten Wellen wachsend.

Das Spektrum einer Lichtquelle zeigt die verschiedenen Farben oder Wellenlängen, die sie ausstrahlt, sowie auch deren relative Intensität. Es gibt so Aufschluß über die Art und den physikalischen Zustand der Lichtquelle. Ein leuchtender fester Körper sendet alle Farben aus. Sein Spektrum reicht ohne Unterbrechung vom Violett bis zum Rot (in Wirklichkeit noch über beide Grenzen hinaus). Ein leuchtendes Gas hingegen sendet nur einige wenige bestimmte Farben (Wellenlängen) aus, die man zusammen als Emissionsspektrum bezeichnet. Dieses zeigt für jedes Gas eine charakteristische Struktur.

Ein dritter Typus, das Absorptionsspektrum entsteht, wenn ein leuchtender fester Körper (oder eine gleichwertige Lichtquelle) von einem kälteren Gas umgeben ist. Diese Art von Spektren ist für den Astronomen von besonderer Bedeutung. Das Gas absorbiert nämlich aus dem zusammenhängenden Farbenband der Lichtquelle gerade die Farben, die es selbst aussenden würde, wenn es selbst leuchten würde. Es ergibt sich ein Spektrum mit einem durch das ganze Spektrum gehenden leuchtenden Untergrund, der aber durch dunkle Stellen — die Absorptionslinien — unterbrochen ist. Die Lage der dunklen Absorptionslinien zeigt uns dann an, welches Gas die beobachtete Absorption hervorbrachte.

Sonne und Sterne geben Absorptionsspektren, in denen viele der uns bekannten chemischen Elemente identifiziert werden können. Wasserstoff, Eisen und Kalzium erzeugen im Sonnenspektrum sehr starke Linien. Besonders auffällig ist ein Linienpaar (Dublett) des

Kalziums im Violetten, dessen Komponenten mit *H* und *K* bezeichnet werden.

Die Nebel zeigen im allgemeinen sonnenähnliche Absorptionsspektren, so daß man annehmen kann, daß der Sonnentypus unter den Nebelsternen vorherrscht. Die Spektren sind notwendigerweise kurz, da das Licht zu schwach ist, als das man es zu einem langen Spektrum auseinanderziehen könnte. Die *H*- und *K*-Linie des Kalziums kann man aber noch trennen. Auch erkennt man die *G*-Bande des Eisens und einige Wasserstofflinien (vgl. Tafel VII und VIII).

Nebelspektren fallen durch die seltsame Tatsache auf, daß ihre Linien nicht die Lage zeigen, wie man sie bei nahen Lichtquellen beobachtet. Wie man durch geeignete Vergleichsspektren festgestellt hat, sind sie ins Rote verschoben. Die Verschiebungen, die man als Rotverschiebungen bezeichnet, nehmen im Durchschnitt mit abnehmender scheinbarer Helligkeit zu. Da die scheinbare Helligkeit die Entfernung mißt, so folgt, daß die Rotverschiebungen mit der Entfernung zunehmen. Eingehendere Untersuchungen zeigen, daß die Beziehung linear ist.

Kleine Verschiebungen — sowohl nach Rot als auch nach Violett — werden schon seit langem in den Spektren anderer Himmelskörper beobachtet. Diese Verschiebungen werden mit absoluter Sicherheit als die Folge von Bewegungen in der Sichtlinie gedeutet. Fluchtbewegung entspricht dabei einer Rotverschiebung, Annäherung einer Violettverschiebung. Die gleiche Deutung wird häufig auf die Rotverschiebung in Nebelspektren angewendet und hat zu dem Ausdruck „Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung“ für die beobachtete Beziehung zwischen Rotverschiebung und scheinbarer Helligkeit geführt. Bei dieser Auffassung nimmt man also an, daß sich die Nebel von unserem Raumteil mit Geschwindigkeiten entfernen, die ihrer Entfernung proportional sind.

Eine andere einleuchtende Erklärung der Rotverschiebung konnte bis heute nicht gegeben werden. Die Deutung als geschwindigkeitsbedingte Verschiebungen muß jedoch als eine noch durch Beobachtungen zu bestätigende Theorie aufgefaßt werden. Eine Prüfung dürfte sich schon mit den zur Zeit vorhandenen Hilfsmitteln durchführen lassen. Eine Lichtquelle sollte nämlich, wenn sie sich schnell von uns entfernt, dunkler erscheinen, als wenn sie in der gleichen Entfernung ruht. Die scheinbaren Geschwindigkeiten der Nebel an der Grenze der Reichweite unserer Teleskope sollten ausreichen, diesen Effekt erkennbar zu machen.

### **Der beobachtbare Raum als ein allgemeines Muster des Universums**

Eine vollkommen befriedigende Deutung der Rotverschiebung wäre von größter Wichtigkeit, denn die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung ist eine Eigentümlichkeit der gesamten uns zugänglichen Welt. Die einzige andere Eigenschaft, die wir kennen, ist die homogene Verteilung der Nebel. Nun ist für uns die beobachtbare Welt ein Muster für das Universum als Ganzes. Wenn das Muster einwandfrei ist, so bestimmen die an diesem beobachteten Eigenschaften die physikalische Natur der gesamten Welt.

Und das Muster wird richtig sein. Solange sich die Untersuchungen auf unser Sternsystem beschränkten, gab es diese Möglichkeit nicht. Man wußte, daß dieses in sich abgeschlossen ist. Außerhalb lag ein unbekanntes Gebiet, das unbedingt anders als der sternbesäte Raum innerhalb des Systems sein mußte. Heute beobachten wir dieses Gebiet, eine ungeheure Kugel, in der vergleichbare Sternsysteme gleichmäßig verteilt sind. Keine Verdünnung nach außen, keine Spur einer physikalischen Grenze ist zu beobachten. Nicht die geringste Andeutung für ein Übersystem von Nebeln in einer größeren Welt ist vorhanden. Es ist also wohl erlaubt, wenigstens vermutungsweise, das Prinzip der Einheitlichkeit anzuwenden und anzunehmen, daß jeder andere Teil des Weltalls dem uns zugänglichen Teil ähnlich ist. Das Reich der Nebel ist somit die Welt, und der beobachtbare Teil ist ein einwandfreies, allgemeingültiges Muster.

Diese Schlußweise faßt im gewissen Sinne die Ergebnisse der empirischen Forschung zusammen und liefert einen vielversprechenden Ausgangspunkt für weiterreichende Annahmen, besonders für solche kosmologischer Art. Von diesen soll jedoch in dieser Zusammenfassung nicht die Rede sein. Die Darstellung soll weitgehend auf die Erfahrungstatsachen, auf Forschungsberichte und ihre unmittelbaren Deutungen beschränkt bleiben.

Beobachtung und Theorie sind stets auf das engste miteinander verbunden, und es wäre sinnlos, ihre vollkommene Trennung zu versuchen. Beobachtungen enthalten stets Theorie. Reiner Theorie begegnet man eigentlich nur in der Mathematik, selten im Gebiet der Naturwissenschaften. Die Mathematik beschäftigt sich, wie schon gesagt, mit möglichen Welten — mit logisch vernünftigen Systemen. Die Naturwissenschaft versucht, die tatsächliche Welt zu entdecken, in der wir leben. So liefert die Kosmologie zunächst eine

unendliche Zahl von möglichen Welten, und die Beobachtung scheidet diese, eine nach der andern, aus. Heute sind wir so weit, daß die noch verbleibenden Typen, die unserm besonderem Weltall etwa noch entsprechen können, sich immer klarer herausheben.

Die Kenntnis des beobachtbaren Raumes hat bereits wesentlich zu diesem Ausscheidungsvorgang beigetragen. Sie beschreibt ein großes und wahrscheinlich zutreffendes, vor uns hingestelltes Muster des Weltalls. Insofern kann man also sagen, daß die Struktur der Welt in die Reichweite der empirischen Forschung gelangt ist.

## Kapitel II

### Gemeinsame Züge der Nebel

#### Die Einteilung der Nebel

Das erste Kapitel stellte eine kurze Skizze unserer heutigen Auffassung vom Reiche der Nebel dar. Das dem Einblick zugängliche Muster ist ein ungeheures Raumgebiet, über das mehr oder weniger gleichmäßig Sternsysteme verstreut sind. Dieses alles soll jetzt systematischer und eingehender entwickelt werden.

Der erste Schritt besteht offensichtlich in der Untersuchung der an den zu erforschenden Systemen sichtbaren Erscheinungen. Die Nebel können Glieder einer einzigen Familie sein; sie können aber auch eine Mischung äußerst verschiedener Objekte sein. Diese Frage ist für alle Untersuchungen allgemeinerer Art von großer Wichtigkeit. Die Zahl der Nebel ist zu groß, als daß man alle einzeln untersuchen könnte. Man muß daher wissen, ob man aus den auffälligeren Objekten ein Musterbeispiel, ein typisches Modell ableiten kann; und wenn ja, muß man die erforderliche Größe des Musters kennen. Die Antwort auf diese und viele anderen Fragen wird auf dem Wege der Klassifizierung der Nebel geprüft.

Das Problem ist im wesentlichen ein photographisches, denn die Nebel sind lichtschwach, und strukturelle Einzelheiten sind sehr schwer zu erkennen. Visuelle Beobachtungen, selbst mit den größten Teleskopen, befriedigen weniger als Photographien, die mit Geräten bescheidener Größe hergestellt werden. Natürlich sind die mit großen Teleskopen gemachten photographischen Aufnahmen noch entsprechend aufschlußreicher.

Das einfachste Verfahren besteht darin, daß man die Nebel auf Grund der Photographien in Gruppen einteilt, die ähnliche Züge aufweisen. Die auffälligeren Glieder einer jeden Gruppe können dann im einzelnen untersucht und die Ergebnisse dann zum Vergleich der Gruppen selbst herangezogen werden. Der Erfolg eines solchen Verfahrens hängt weitgehend von der Bedeutsamkeit derjenigen Kriterien ab, auf die die Klassifizierung gegründet wird.

Bis zu einem gewissen Grade stellt die Auswahl dieser Kriterien ein Kompromiß dar. Sie müssen eine deutlich erkennbare Bedeutung haben, sie müssen auf physikalische Eigenschaften der Nebel hinweisen und nicht nur von Zufälligkeiten der räumlichen Orientierung herrühren. Auch müssen sie so deutlich sein, daß man sie bei einer großen Anzahl von Nebeln erkennen kann. Es gibt Millionen von Nebeln innerhalb der Reichweite unserer Teleskope, aber nur verhältnismäßig wenige, die groß und hell genug sind, um ins einzelne gehende Untersuchungen an ihnen durchführen zu können. Unauffällige Merkmale würden, wenn sie auch von großer Bedeutung sein könnten, die Klassifizierung auf wenige Nebel beschränken, die dann kein allgemeingültiges Muster liefern würden.

Die Nebelzahl nimmt mit abnehmender Helligkeit außerordentlich zu, und die große Mehrzahl aller auf photographischen Platten registrierten Nebel bildet formlose Flecken, die kaum von den Bildchen schwacher Sterne zu unterscheiden sind. Diese Objekte sind im allgemeinen zu schwach, als daß sie zur Klassifizierung taugten. Dann gibt es noch eine große Anzahl von etwas helleren Nebeln, die jedoch immer noch so klein und lichtschwach sind, daß keine Einzelheiten erkennbar sind, ausgenommen ihre räumliche Ausdehnung und Dichteverteilung (ihr Helligkeitsabfall, d. h. die Art, wie die Helligkeit eines Nebelbildchens von der Mitte nach dem Rande hin abfällt). Man hat auf Grund solcher Merkmale Klassifizierungen versucht, doch hängen sie sehr von der zufälligen räumlichen Orientierung der Nebel ab. Wendet man sie jedoch auf gut erkennbare Nebel an, so ist ihre Bedeutung offensichtlich gering.

### **Die allgemeinen Züge**

Die gewöhnlichen Klassifizierungen wurden aus einigen hundert hellen Nebeln gewonnen, wobei angenommen wird, daß die benutzte Auswahl genügend groß ist, um ein gutes Beispiel für die Nebel im allgemeinen abzugeben. Diese Objekte wurden in Gruppen eingeteilt, deren jede charakteristische Merkmale zeigt. Die Gruppen bildeten natürlich eine geordnete Folge derart, daß die Merkmale sich von dem einen Ende der Folge bis zum andern systematisch verändern. In den hellsten Nebeln konnte man viele charakteristische Merkmale erkennen. Je schwächer aber die Nebel waren, um so mehr verloren sich dieselben, eines nach dem andern, bis schließlich nur noch

die auffälligsten übrigblieben. Diese bis zuletzt verbleibenden Merkmale bilden die Grundlage der formalen Klassifizierung. Man hat zwei solche Systeme entwickelt; da diese einander jedoch sehr ähnlich sind, so soll hier nur eines ausführlich beschrieben werden<sup>1)</sup>. Diese Klassifizierung enthüllt uns eine allgemeine Grundform, deren stetige Veränderung die beobachtete Folge der Nebelformen liefert.

Als erstes teilt man die Nebel in zwei sehr verschiedenen große Gruppen. Die große Mehrzahl wird als „regelmäßige Nebel“ bezeichnet, da sie als ein gemeinsames Merkmal eine sehr deutliche Rotationssymmetrie um einen zentralen Kern zeigen, der ihren Hauptteil ausmacht. Die übrigen Objekte, etwa 2 oder 3 v. H. der Gesamtzahl, werden „unregelmäßig“ genannt, da sie im allgemeinen weder Rotationssymmetrie noch auffallende Kerne besitzen.

Regelmäßige Nebel sind entweder „elliptische“ oder „Spiralnebel“. Die Objekte einer jeden Gruppe bilden natürlich wieder eine stetige Folge struktureller Formen, und das eine Ende der elliptischen Formfolge gleicht recht genau dem einen Ende der Folge der Spiralformen. Dementsprechend verhalten sich die beiden Folgen so zueinander, als ob sie zwei Teile einer einzigen größeren Folge seien, die alle unter den regelmäßigen Nebeln vorkommenden Formen enthält. Der Nullpunkt wird willkürlich an das freie Ende des elliptischen Astes verlegt. Die vollständige Folge läuft also von den kompaktesten Formen der elliptischen Nebel bis zu den offensten Spiralen, d. h. in Richtung zunehmender Zerstreuung oder Expansion. Die Ausdrücke „früh“ oder „spät“ werden benutzt, um die Stellung innerhalb der Folgen zu bezeichnen, aber ohne irgendeine Bezugnahme auf ihre eigentliche zeitliche Bedeutung. Diese Andeutungen mögen genügen, um die rein empirische Natur der Klassifizierung erkennen zu lassen. Wichtig ist vielleicht noch, daß die empirische Folge weitgehend der Entwicklungslinie gleicht, wie sie aus der allgemein anerkannten, von Jeans<sup>2)</sup> aufgestellten Theorie der Nebelentwicklung folgt.

---

<sup>1)</sup> Hubble, „Extra-Galactic Nebulae“, Mt. Wilson Contr. No. 324; *Astrophysical Journ.* 64, 321, 1926. Siehe auch Lundmark, „A Preliminary Classification of Nebulae“, *Upsala Meddelanden (Arkiv för Mat., Astr. och Fysik)* 196, No. 8, 1926.

<sup>2)</sup> Die neueste Darstellung dieser Theorie befindet sich bei Jeans, „*Astronomy and Cosmogony*“ (1928), XIII.

## Tafel I

### Nebeltypen (elliptische und unregelmäßige)

**Elliptische Nebel.** Die Folge der regelmäßigen Nebel besteht aus zwei Ästen, dem der elliptischen und dem der Spiralnebel. Die elliptischen Nebel erstrecken sich von den kugelförmigen Objekten E0 über die flachen Ellipsoidformen bis zum linsenförmigen Grenztypus E7. Flachere Formen als E7 sind stets Spiralen.

In elliptischen Nebeln nimmt die Helligkeit vom sternähnlichen Kern langsam nach außen ab. Die Isophoten (Linien gleicher Helligkeit) sind im allgemeinen ähnliche Ellipsen. Daher wächst die Größe des Nebelbildes mit zunehmender Belichtungszeit, während die Gestalt sich kaum ändert. Die E7-Nebel sind linsenförmige, über den Rand gesehene Objekte. Weniger abgeflachte  $E_n$ -Bilder können irgendwelchen wahren Formen zwischen  $E_n$  und E7 entsprechen, die im Raume entsprechend orientiert sind. Daß alle Typen zwischen den Kugel- und Linsenformen wirklich vorkommen folgt aus der Häufigkeitsverteilung der Elliptizitäten in den projizierten Bildern.

**Unregelmäßige Nebel.** Regelmäßige Nebel zeichnen sich durch Rotations-symmetrie um einen auffallenden zentralen Kern aus. Auf 40 Nebel kommt etwa ein unregelmäßiger in dem Sinne, daß eines der beiden Merkmale oder beide fehlen. Die Magellanwolken sind bezeichnende Beispiele für unregelmäßige Nebel. Sie zeigen gewisse Ähnlichkeit mit dem Objekt NGC 4449 auf der Tafel.



EO NGC 3379



E2 NGC 221 (M32)



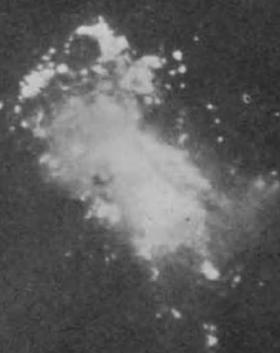
E5 NGC 4621 (M59)



E7 NGC 3115



NGC 3034 (M82)



NGC 4449

### Elliptische Nebel<sup>3)</sup>

Elliptische Nebel werden mit dem Symbol E bezeichnet. Sie umfassen Gebilde, die sich von kugelförmigen Gestalten über ellipsoidische Gestalten bis zu einer linsenartigen Grenzform mit einem Achsenverhältnis von etwa 3:1 erstrecken. Wahrscheinlich sind alle regelmäßigen Nebel mit Hauptkörpern, die flacher als diese Grenzform sind, Spiralen. Elliptische Nebel sind sehr dicht und zeigen auch keine Andeutung einer Auflösung in Sterne. Die Helligkeit fällt von den hellen, sternähnlichen Kernen sehr rasch nach den verwaschenen Rändern ab. Bis zu den größten erreichbaren Belichtungszeiten nehmen die Durchmesser und daher auch die Gesamthelligkeiten mit wachsender Belichtungszeit stetig zu. Manchmal heben sich kleine Flecke schattenhaft von dem leuchtenden Untergrund ab. Andere strukturelle Einzelheiten kann man an diesen Nebeln jedoch nicht beobachten.

Die einzigen Merkmale, nach welchen man die elliptischen Nebel sonst noch klassifizieren kann, sind erstens die Formen ihrer Bilder, genauer die Gestalten der Isophoten (Linien gleicher Helligkeit), und zweitens der Helligkeitsabfall von der Mitte nach dem Rande, der Helligkeitsgradient. Die Gradienten lassen sich nur schwer zahlenmäßig abschätzen und ihre Messung erfordert sehr verfeinerte Hilfsmittel. Aus diesem Grunde sind sie für schnelle Klassifizierungen nicht geeignet.

Die Formen der Umrise lassen sich durch den Augenschein leicht feststellen, doch entsprechen sie natürlich dem auf die photographische Platte projizierten Bilde und nicht dem wirklichen dreidimensionalen Nebel. Kreisförmige Umrise können kugelförmigen Nebeln, aber auch irgendwelchen flacheren Gebilden entsprechen, deren Polachsen gerade in die Sichtlinie fallen. Nur wenn die flachsten (linsenförmigen) Nebel von der Seite betrachtet werden können, liefern die projizierten Bilder die wahre Gestalt. Diese Unbestimmtheit ist sehr störend, aber unvermeidlich. Den einen Fall aus-

<sup>3)</sup> Vgl. Hubble, „Distribution of Luminosity in Elliptical Nebulae“, Mt. Wilson Contr. No. 398; *Astrophysical Journ.* 71, 231, 1930; eine Neudiskussion dieser Daten von ten Bruggencate, *ZS. f. Astrophys.* 1, 275, 1930; Smith, „Some Notes on the Structure of Elliptical Nebulae“, Mt. Wilson Contr. No. 524; *Astrophysical Journ.* 82, 192, 1935.

genommen, gibt es kein Verfahren, um im Einzelfall die wahre Gestalt festzustellen<sup>4)</sup>.

Trotzdem ist es — statistische Verteilung der Orientierungen vorausgesetzt — möglich, durch statistische Analyse der Gestalten vieler projizierter Bilder die Existenz und relative Häufigkeit verschiedener wahrer Gestalten zu untersuchen, ohne die Gestalten einzelner Objekte zu kennen. Die Analyse zeigt, daß sich die wahren Gestalten von den kugelförmigen bis zu den linsenförmigen erstrecken, und daß die letzteren die häufigeren sind.

Auf Grund dieser Verhältnisse hat man eine vorläufige Klassifizierung mit Hilfe der Umriss- der Projektionsbilder durchgeführt. Die Umrisse sind Ellipsen<sup>5)</sup>, und sie sind einander bei dem gleichen Nebel bei verschiedener Belichtungszeit geometrisch ähnlich. Die Gestalt der Bilder bleibt also mit zunehmender Belichtungszeit die gleiche.

Die Elliptizität wird definiert als das Verhältnis  $(a - b)/a$ , wo  $a$  und  $b$  den größten und den kleinsten Durchmesser bedeuten. Die Einordnung in die Folge wird dann einfach durch Schätzung der Elliptizität auf eine Dezimale bestimmt. Kreisförmige Umrisse (scheinbare Kugelnebel, wie NGC 3379) werden mit E 0 bezeichnet; M 32, der hellere Satellit von M 31, mit einem Achsenverhältnis 5 zu 4 hat die Bezeichnung E 2; linsenförmige Nebel, wie NGC 3115, werden mit E 7 bezeichnet. Hier hört die Reihe auf — E 8 oder größere Werte würden sicher einer von der Kante gesehenen Spirale entsprechen, die irrtümlicherweise für ein besonders flaches, linsenförmiges Objekt gehalten wurde. Vielleicht gibt es auch solche Gestalten, doch sind sie auf jeden Fall außerordentlich selten.

### Spiralförmige Nebel

Die spiralförmigen Nebel zerfallen in zwei verschiedene, jedoch gleichlaufende Folgen, nämlich in normale und geschlossene Spiralformen, die mit S bzw. SB bezeichnet werden. Mischformen zwischen

<sup>4)</sup> Helligkeitsgradienten längs der Hauptachsen können von der Orientierung mehr oder weniger unabhängig sein; doch bedarf diese Möglichkeit noch der Untersuchung und liefert vorläufig keine Grundlage für eine Klassifizierung.

<sup>5)</sup> In linsenförmigen Nebeln weichen die Umrisse ein wenig von der Ellipsengestalt ab — sie sind an den Enden zugespitzt. Die Abweichungen sind jedoch so klein, daß sie bei der Besprechung der elliptischen Nebel als Gruppe vernachlässigt werden können.

den beiden kommen, wenn auch nur selten, vor. Bei den normalen Spiralen gehen von gegenüberliegenden Stellen des Umfanges eines Kernes, der wie ein linsenförmiger Nebel aussieht, zwei Arme aus, die sich dann in Spiralbahnen nach außen winden. Bei den geschlossenen Spiralen entspringen die beiden Arme ganz unvermittelt aus den beiden Enden eines Nebelstreifens, der quer durch den Nebelkern hindurchgeht, und folgen dann Spiralbahnen, ähnlich wie bei den normalen Spiralen. Letztere sind etwa doppelt oder dreimal so häufig wie die geschlossenen Formen.

### Normale Spiralen

Am Anfang der Folge zeigt die normale Spirale einen hellen, sternähnlichen Kern und einen verhältnismäßig großen, aus unauflösbarem Nebel bestehenden zentralen Teil, der große Ähnlichkeit mit einem Linsennebel (E 7) hat. Die vom Umfang ausgehenden Arme sind eng gewickelt und ebenfalls nicht auflösbar. Schreitet man in der Folge fort, so nimmt die Ausdehnung der Arme auf Kosten des zentralen Teiles zu, indem sie sich immer mehr abwickeln, bis sie schließlich ganz offen sind und der Kern ganz unscheinbar geworden ist. Etwa in der Mitte der Folge, vielleicht auch etwas früher, bilden sich Verdichtungen. Die damit einsetzende Auflösung in einzelne Teile tritt im allgemeinen zuerst außen an den Armen auf und schreitet dann langsam nach innen fort, bis sie am Ende der Folge den Kern erreicht.

### Geschlossene Spiralen<sup>6)</sup>

Die geschlossene Spirale sieht zunächst wie ein linsenförmiger Nebel aus, dessen äußere Bereiche zu einem mehr oder weniger auffallenden, konzentrisch um den Kern liegenden Nebelring verdichtet sind. Außerdem zeigt sich eine breite, wie ein Querbalken aussehende, von Rand zu Rand quer durch den Kern hindurchgehende Verdichtung. Die Gesamterscheinung ähnelt dem griechischen Buchstaben Theta ( $\Theta$ ). Geht man in der Folge weiter, so scheint sich der Ring an zwei gegenüberliegenden Punkten des Querbalkens nach entgegengesetzten Seiten loszulösen. Es entsteht die Gestalt eines zweiarmigen Feuerrades. Die Spiralarme gehen jetzt von den freien Enden des durchbrochenen Ringes aus. Später läuft die Ent-

---

<sup>6)</sup> Curtis lenkte als erster die Aufmerksamkeit auf diesen Nebeltypus; Publication of the Lick Observatory 13, 12, 1918.

## Tafel II

### Nebeltypen (normale und geschlossene Spiralen)

Die Folge der Spiraltypen ist eine doppelte. Der eine Zweig enthält die normalen Spiralen, der andere die geschlossenen oder  $\Theta$ -förmigen. Jeder der beiden Zweige — normale Spiralen werden mit S, geschlossene Spiralen mit SB bezeichnet — ist in drei mit den Indizes  $a$ ,  $b$  und  $c$  gekennzeichnete Abschnitte geteilt. Die Lage auf den Zweigen bestimmt sich aus dem Verhältnis der in den Armen und im zentralen Bereich enthaltenen Materiemenge, ferner aus der Öffnungsweite der Spiralarme und aus dem Grad der Auflösung. Die frühen Spiraltypen ( $S_a$  und  $SB_a$ ) scheinen in engem Zusammenhang mit den Linsenformen (E 7) zu stehen. Der Übergang von E 7 nach  $SB_a$  verläuft glatt und stetig, während der Übergang von E 7 nach  $S_a$  vielleicht katastrophenartig erfolgt, denn alle  $S_a$ -Typen zeigen bereits voll entwickelte Spiralarme.

Die vollständige Folge regelmäßiger Nebel von  $E_0$  bis  $S_0$  zeigt viele Eigenschaften, die sich über den ganzen Bereich systematisch verändern. Während die Gesamtleuchtkräfte (Lichtstärken) nahezu konstant bleiben, nehmen die Durchmesser zu, die Flächenhelligkeiten also ab; auch verändern sich die Farben, die Spektraltypen und der Grad der Auflösung stetig. Das galaktische System ist wahrscheinlich eine normale Spirale von spätem Typus.



Sa NGC 4594



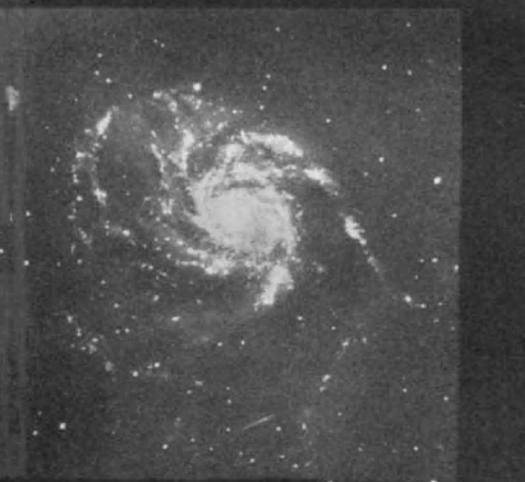
SBa NGC 2859



Sb NGC 2841



SBb NGC 5850



Sc NGC 5457(M101)



SBc NGC 7479

wicklung derjenigen einer normalen Spirale parallel; die Arme vergrößern sich auf Kosten des zentralen Teiles und wickeln sich beim Wachsen mehr und mehr ab; eine Auflösung tritt zuerst in den äußeren Teilen der Arme auf und frißt sich dann zum Kern hin weiter.

### Die Folge der Spiralnebel

In beiden Folgen zeigt das Helligkeitsverhältnis von Kern und Spiralarmen, die Öffnung der Arme und der Auflösungsgrad recht deutlich eine bestimmte Entwicklungsrichtung an. Das letztere Kriterium kann natürlich im Falle schwacher, weit entfernter Nebel nicht angewandt werden. Die beiden anderen Merkmale können jedoch allgemein benutzt werden und sind im Prinzip auch von der Orientierung der Nebel unabhängig. Von der Seite gesehene Spiralen lassen sich nicht genau einordnen; doch können sie mit einiger Sicherheit gewissen Bereichen der Folge zugeordnet werden.

Man hat in beiden Spiralfolgen eine vorläufige Einteilung in drei, mit *a*, *b* und *c* bezeichnete Abteilungen vorgenommen. So stellen  $S_a$ ,  $S_b$  und  $S_c$  frühe, mittlere und späte Typen von normalen Spiralen dar und  $SB_a$ ,  $SB_b$ ,  $SB_c$  die entsprechenden Typen geschlossener Spiralen. Die Abteilungen sollen gleichen Bereichen innerhalb der Folge entsprechen, jedoch sind ihre Grenzen nicht so genau festgelegt. Die Klassifizierung von dicht an einer Grenze liegenden Objekten ist daher etwas willkürlich. Solche Objekte werden dann häufig mit *ab* oder *bc*, und Nebel, die zwischen E 7 und  $S_a$  liegen, gelegentlich mit S 0 gekennzeichnet.

Die allgemeine Richtung der Entwicklung scheint sichergestellt zu sein, doch werden sich vielleicht bei weiterem Fortschritt noch einige Verfeinerungen ergeben. Reynolds<sup>7)</sup> hat z. B. die Ausdrücke „massiv“ und „zerfasert“<sup>\*)</sup> eingeführt, um Spiralnebel mit breiten, dicken Armen (M 33) oder solche mit dünnen, faserigen Armen (M 101) zu bezeichnen. Dieser Unterschied dürfte mit der Gesamtmasse oder einer anderen grundlegenden Eigenschaft der einzelnen Nebel zusammenhängen. Wenn sich ein solcher Zusammenhang beweisen lassen sollte, so würden jene Ausdrücke nicht nur ein äußeres Merkmal, sondern auch einen höchst wichtigen Sachverhalt bezeichnen.

<sup>7)</sup> „A Classification of Spiral Nebulae“, Observatory 50, 185, 1927.

<sup>\*)</sup> Im Englischen „filamentary“. D. Ü.

### Folgen regelmäßiger Nebel

Da die frühen Spiraltypen  $S_a$  und  $SB_a$  den linsenförmigen Nebeln (E 7) in vieler Hinsicht ähneln, so kann man die vollständige Folge durch ein Y-förmiges Diagramm oder, da die Spiralfolgen ziemlich parallel laufen, durch ein „Stimmgabel“-Diagramm darstellen (Abb. 1). Die elliptischen Nebel bilden den Stamm, der mit

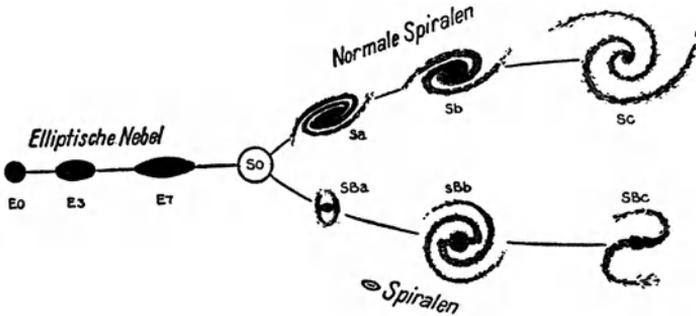


Abb. 1. Die Folge der Nebeltypen

Die Abbildung gibt eine schematische Darstellung einzelner Glieder der Klassifizierung. Einige Nebel mit gemischten Typen liegen zwischen den beiden Spirälästen. Der Übergangszustand  $S_0$  ist mehr oder weniger hypothetisch. Der Übergang von E 7 zu  $SB_a$  verläuft glatt und stetig. Zwischen E 7 und  $S_a$  hat man bis heute noch keinen Nebel gefunden.

den kugelförmigen Objekten (E 0) anfängt und sich bei den Linsenformen (E 7) gabelt. Auf den Ästen des Diagramms liegen die normalen und die geschlossenen ( $\Theta$ -förmigen) Spiralen, zwischen diesen die gemischten Typen, die in unmittelbarer Umgebung des Kernes den geschlossenen Typen, sonst aber den normalen Spiralen ähneln, wie z. B. M 83 und M 61.

Die Gabelung liegt wahrscheinlich bei der mehr oder weniger hypothetischen Klasse  $S_0$ , die eine große Rolle in allen Theorien der Nebelentwicklung spielt. Die Beobachtungen sprechen für einen glatten Übergang von E 7 nach  $SB_a$ , zeigen jedoch eine Lücke zwischen E 7 und  $S_a$ , und zwar in dem Sinne, daß  $S_a$ -Spiralen stets vollentwickelte Arme besitzen. Vermutungen über diese Lücken haben jedoch keinen Sinn, solange wir uns nicht auf ein umfangreiches Material von Aufnahmen größeren Maßstabes stützen können. Zur Zeit ist man sehr geneigt, an dieser Stelle der Entwicklung der Nebel einen katastrophartigen Vorgang anzunehmen.

### Zusätzliche Eigenschaften

Bevor wir die Beschreibung der regelmäßigen Nebel abschließen, müssen noch ein paar zusätzliche Eigenschaften beschrieben werden. Die Kerne erscheinen im allgemeinen wie Sternscheibchen und sind zu klein, als daß man sie mit photographischen Methoden gründlich untersuchen könnte. Bei sehr späten Spiraltypen (M 33), wo sich der Kern mehr oder weniger auffällig gegen den verhältnismäßig schwachen Nebel in seiner unmittelbaren Nachbarschaft abhebt, ähneln die Kerne den Kugelhaufen. In seltenen Fällen nur sieht der Kern unmittelbar wie ein Stern aus. Solche Kerne sind im allgemeinen verhältnismäßig hell und zeigen Emissionsspektren, die denen planetarischer Nebel ähneln ( $N_2$  heller als  $H_\beta$ ). Somit kann man sie trotz ihres Aussehens nicht für Einzelsterne im eigentlichen Sinne des Wortes halten.

Die Spiralstrukturen scheinen in einen schwachen, unauflösbaren Nebelschleier eingebettet zu sein, den man oft bis über die Grenzen des eigentlichen Nebelkörpers hinaus verfolgen kann. Eine große Rolle spielen auch Verdunklungseffekte. So beobachtet man in den Außenbezirken früher Typen normaler Spiralen  $S_a$  und  $S_b$  häufig Bänder verdunkelnder Materie, die wahrscheinlich aus Staub oder Gas bestehen. Man sieht diese Bänder als Schatten, wenn die Sichtlinie etwa senkrecht auf der Nebelachse steht (NGC 4594). Bei den frühen geschlossenen Spiraltypen treten sie nicht auf. Sehr deutlich hingegen bemerkt man bei den späteren Typen scharf begrenzte verdunkelnde Flecken, jedoch häufiger bei den normalen als bei den geschlossenen Spiralen. Diese Flecken haben eine gewisse Ähnlichkeit mit den Dunkelwolken des galaktischen Systems. Man hat ihren Winkeldurchmesser sogar früher zu einer rohen Entfernungsschätzung von Spiralnebeln benutzt<sup>8)</sup>.

Gelegentlich zeigen Nebel ganz aus der Reihe fallende Erscheinungsformen, so daß ihre Einordnung in eine Folge ziemlich unsicher wird. Solche Objekte werden entsprechend dem Urteil des Beobachters eingeordnet und mit dem Index  $p$  (peculiar) versehen. Dieser Fall tritt etwa bei 2 v. H. der regelmäßigen Nebel auf, jedoch häufiger

<sup>8)</sup> Die ausführlichste Abhandlung über verdunkelnde Materie in Spiralnebeln stammt von Curtis, Publications of the Lick Observatory XIII, 1918, auf die der Leser auch wegen weiterer Einzelheiten verwiesen sei.

bei den elliptischen als bei den spiralförmigen Nebeln. Die schwächeren Begleiter von M 31, und der Begleiter von M 51, die beide als E<sub>p</sub> klassifiziert werden, mögen hier als Beispiel angeführt werden.

### Unregelmäßige Nebel

Etwa 2 bis 3 v. H. der Gesamtzahl der Nebel zeigen keine Spur einer Rotationssymmetrie, können also in der Klassifizierung nicht untergebracht werden. All diese Objekte, unregelmäßige Nebel genannt, werden mit Irr. (Irregulär) bezeichnet. Nahezu die Hälfte der unregelmäßigen Formen bildet eine einheitliche Gruppe, von der die Magellanwolken typische Beispiele bilden. Ihre Bedeutung rechtfertigt ihre Aufnahme in eine besondere Abteilung<sup>9)</sup>. Da ihr Sterninhalt dem der sehr späten Spiraltypen ähnelt, so betrachtet man sie oft auch als letzte Stufe der Folge der regelmäßigen Nebel. Über ihren Zustand können wir aber nur sehr unsichere Vermutungen anstellen. Vielleicht ist das Fehlen eines deutlich sichtbaren Kerns von viel tieferer Bedeutung als das Fehlen einer Rotationssymmetrie, und ersteres könnte die Ursache des letzteren sein.

Die übrigbleibenden unregelmäßigen Nebel werden wohl besser als besonders stark abweichende Objekte so gut wie möglich in die regelmäßige Folge und nicht in eine besondere Klasse eingeordnet. Manche von ihnen, wie z. B. NGC 5363 und 1275, könnte man als elliptische Nebel beschreiben, die sich aufgelöst haben, ohne Spiralstrukturen zu entwickeln. Andere wieder, wie z. B. M 82, sind auf solche Weise überhaupt nicht zu beschreiben. Nahezu alle diese Objekte bedürfen einer individuellen Betrachtung; doch können sie in Anbetracht ihrer sehr geringen Zahl in den vorläufigen Durchmusterungen der Nebelformen vernachlässigt werden.

### Die Standardnebel<sup>10)</sup>

Die Nebel in jedem vorgegebenen Bereich der regelmäßigen Folge sind nach ziemlich einheitlichem Muster gebaut. Sie zeigen nicht nur ähnliche Strukturen, sondern auch eine konstante mittlere Flächenhelligkeit. Manche sind groß und hell, manche klein und schwach; in ihrer Erscheinung ähneln sie aber alle einem und demselben in verschiedene Entfernungen versetzten Standardnebel. Dieser Schluß

<sup>9)</sup> Lundmarks Klassifizierung hat für diese Objekte eine Abteilung „Magellan Nebel“.

<sup>10)</sup> E. Hubble, „Extra Galactic Nebulae“.

wurde aus der Beobachtungstatsache hergeleitet, daß die Gesamthelligkeit im Durchschnitt proportional dem Quadrat des größten Durchmessers ist. Nun ist das Quadrat des Durchmessers ein Maß für die Fläche eines Nebelbildes, wenn der Nebel uns seinen größten Querschnitt zuwendet, die Polarachse des Nebels also in der Sichtlinie liegt. Für solche Nebel entspricht dann die Beziehung

$$\text{Leuchtkraft} = \text{const} \times (\text{Durchmesser})^2$$

einer konstanten mittleren Flächenhelligkeit. Überdies sind, da die Nebel einigermaßen durchsichtig sind, die Gesamtleuchtkräfte in gleichem Grade unabhängig von der Orientierung. Legt man also stets den größeren Durchmesser zugrunde, so stimmt die obige Beziehung nahezu für alle Nebel, unabhängig von ihrer perspektivischen Verkürzung.

In astronomischen Einheiten ausgedrückt lautet die Beziehung

$$m + 5 \log d = C,$$

wo  $m$  die scheinbare Gesamthelligkeit,  $d$  der scheinbare Winkeldurchmesser in Bogenminuten, und  $C$  für Nebel einer bestimmten Stufe in der Folge eine Konstante ist. Mit Hilfe dieser Beziehung kann man alle Nebel einer bestimmten Stufe auf eine scheinbare Standardgröße reduzieren und die Streuung der Durchmesser prüfen oder umgekehrt.

Baut man aus — auf gleiche scheinbare Helligkeit reduzierten — Standardnebeln die Folge auf, so findet man, daß die Durchmesser von den elliptischen Nebeln zu den  $\Theta$ -förmigen Spiralen stetig zunehmen (Abb. 2).

Diese Feststellung bedeutet mit anderen Worten, daß  $C$  längs der Folge systematisch zunimmt. Kennt man das Gesetz dieser Zunahme, so kann man alle regelmäßigen Nebel (und im statistischen Sinne auch die unregelmäßigen) auf einen bestimmten Zustand in der Folge reduzieren, z. B. auf den Gabelungspunkt  $S_0$ , und sie wie eine einzige einheitliche Gruppe behandeln. Dieses Vorgehen zeigt den Nutzen und die Wichtigkeit der Klassifizierung und erlaubt die Anwendung von quantitativen Methoden, auf die es bei allen Untersuchungen so sehr ankommt.

Bei der Durchführung begegnet man noch gewissen Schwierigkeiten. Durchmesser und Helligkeiten sind nämlich sehr willkürliche Größen, die von der Belichtungszeit und den Meßmethoden abhängen. Aus diesem Grunde wurde der Ausdruck „Hauptkörper“ eingeführt,

der auf gut belichteten Platten dem ohne weiteres deutlich sichtbaren Teil des Nebels entspricht. Man darf den Hauptkörper nicht mit dem sehr viel größeren Flächenstück verwechseln, über das man den Nebel mit mühevollen photometrischen Methoden verfolgen kann.

Die Durchmesser-Helligkeitsbeziehung und die Änderung von  $C$  über die Folge sollten sich aus jeder einheitlichen Gruppe von Beobachtungen ergeben. Jedoch hängen die rechnerischen Ergebnisse von der besonderen Wahl der Unterlagen ab. Die ersten Unter-

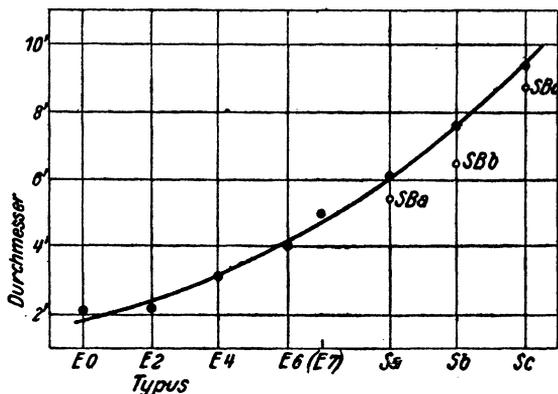


Abb. 2. Nebeldurchmesser längs der Typenfolge ( $m = 10$ )

Für Nebel gleicher scheinbarer Helligkeit nehmen die Durchmesser von den elliptischen Nebeln zu den offenen Spiralen stetig zu. Das Diagramm zeigt die mittleren Durchmesser (der Hauptkörper) in Bogenminuten für Nebel der scheinbaren Helligkeit  $m = 10$ . Die Abszisse ist willkürlich.

suchungen an etwa 400 Nebeln wurden auf Holetscheks visuelle Größen und auf Durchmesserwerte gegründet, die durch einfaches Betrachten von einstündigen Belichtungen auf empfindlichen Platten mit großen Reflektoren gewonnen wurden. Verbesserte Ergebnisse, die aus der Kombination dieser Durchmesser mit geschätzten photographischen Größenklassen heller Nebel (Harvard Durchmusterung<sup>11</sup>) gewonnen wurden, sind in der Tabelle II wiedergegeben. Die Zahlen stellen den allgemeinen Gang der Veränderungen dar, doch entsprechen sie bestimmten Bedingungen und bedürfen im Falle anderer Bedingungen einer entsprechenden Änderung.

<sup>11</sup>) „A Survey of the External Galaxies Brighter than the Thirteenth Magnitude“, Harvard College Observatory, Annals 88, No. 2, 1932.

Tabelle II. Durchmesser-Helligkeitsbeziehung.

Type	$C^1)$	Type	$C$
E 0	11,4	$S_a$	13,9
1	11,6	$S_b$	14,4
2	11,9	$S_c$	14,9
3	12,2	$SB_a$	13,7
4	12,5	$SB_b$	14,0
5	12,8	$SB_c$	14,7
6	13,1	Irr.	14,0
7	13,4		

<sup>1)</sup>  $C = m + 5 \log d$ , wobei  $m$  die totale scheinbare Helligkeit des Nebels und  $d$  der Winkeldurchmesser in Bogenminuten ist.

### Eigenschaften, die sich über die Folge systematisch ändern

#### 1. Spektraltypen <sup>12)</sup>

Andere Eigenschaften, die sich über die Folge systematisch ändern, sind Spektraltypen, Farben und bei den Spiralen die oberen Grenzen der Sternhelligkeit (die absoluten Leuchtkräfte der hellsten Sterne). Spektraltypen der Kernbezirke kennt man bei etwa 150 Nebeln. Vorherrschend ist der Sonnentypus, ein früher G-Stern. Doch findet man gelegentlich auch den K- oder F-Typus. In den wenigen Spektren, die mit großer Dispersion aufgenommen werden konnten, sind auch die Eigenschaften von Zwergsternen deutlich erkennbar. Man nimmt daher vorläufig an, daß sie ein normaler Zug aller Nebelspektren sind. In den am besten bekannten Spektren, denen der Kernbezirke von M 31 und M 32 entsprechen die relativen Intensitäten der Absorptionslinien dem Spektrum eines Sterns  $dG 3$ , dessen absolute Leuchtkraft etwa  $+4,3$  beträgt. Solche Sterne sind weitgehend mit der Sonne vergleichbar.

Die verhältnismäßig seltenen „sternartigen“ Kerne mit Emissionsspektren, die denen der planetarischen Nebel ähneln wurden bereits erwähnt. Die Deutung dieser Spektren ist unbekannt. In Anbetracht ihrer Seltenheit darf man sie bei der vorläufigen Felddurchmusterung vernachlässigen. Eine andere Art von Emissionsspektrum tritt ziemlich häufig in unregelmäßigen Nebeln und in den äußeren Teilen offener Spiralen auf. Diese Spektren sind auf vereinzelte Flecke inner-

<sup>12)</sup> Die Klassifizierung der Nebelspektren ist hauptsächlich das Werk von Humason. Den größten Teil der Daten findet man in Mt. Wilson Contrib. No. 426 und No. 531; Astrophysical Journ. 74, 35, 1931 und 83, 10, 1936.

halb des Nebels beschränkt und ähneln den Spektren gewisser diffuser Nebel (Gaswolken in der Umgebung sehr heißer Sterne, wie z. B. der Orion-Nebel) im galaktischen System. Diese Erscheinung bildet eine der vielen Analogien zwischen den Spiralnebeln und unserem eigenen Sternsystem.

Sieht man von den Emissionsspektren ab, so verändert sich der Durchschnittstypus des Spektrums der Nebelkerne systematisch über die Folge der Nebeltypen, von G 4 bei den frühen elliptischen Nebeln bis etwa F 9 oder ein wenig davor bei den offenen Spiralen. Der Bereich ist zwar schmal, aber einwandfrei zu bestimmen, und die Streuungen in den Beziehungen sind auch nur klein. Der Durchschnittstypus aller verfügbaren Absorptionsspektren ist etwa *d* G 3.

## 2. Farben

Spektraltypen werden aus den Absorptionslinien abgeleitet, ohne die Helligkeitsverteilung im kontinuierlichen Spektrum zu berücksichtigen. Die Farben andererseits hängen von der Helligkeitsverteilung im kontinuierlichen Spektrum ohne Rücksicht auf Absorptionslinien ab. Bei den Sternen besteht eine feste Beziehung zwischen Farbe und Spektraltypus. Kennt man also eine von beiden Größen, so kann man mit einiger Sicherheit die andere bestimmen. Abweichungen von der normalen Beziehung werden als Farbabweichungen nach unten oder nach oben bezeichnet. Die letzteren sind sehr viel häufiger, besonders im Gebiete der Milchstraße, und werden im allgemeinen auf selektive Absorption diffuser interstellarer Materie zurückgeführt.

Bei Nebeln hingegen tritt die normale Beziehung zwischen Farbe und Spektraltypus nur bei den offenen Spiralen auf. Kugelförmige Nebel zeigen eine auffällige Farbabweichung nach oben von der Größenordnung 0,3 Größenklassen. Sie nimmt längs der Folge ab und verschwindet bei  $S_e$ .

Die Ursache der Abweichung kennt man nicht, doch ist ihr allgemeiner Gang sichergestellt. Die Farben (von etwa 80 Nebeln) wurden von Stebbins und Mitarbeitern durch sehr genaue photoelektrische Messungen unmittelbar im Brennpunkt des großen Mount Wilson-Reflektors bestimmt<sup>13)</sup>. Andere Methoden ergaben vergleichbare, aber weniger genaue Ergebnisse für einen breiten

<sup>13)</sup> Die Messungen selbst sind bis jetzt nicht veröffentlicht. Vorläufige Werte verdanke ich der Freundlichkeit von Prof. Stebbins.

Bereich weiterer Nebel. Die Farbabweichung zeigt weder eine Abhängigkeit von der galaktischen Länge noch von der scheinbaren Helligkeit. Die gesamte Stufenfolge kann man nur im Virgo-Haufen (Länge + 75°) beobachten. Die Ursache der Farbabweichungen muß daher in den Nebeln selbst und nicht in einem Einfluß der innerhalb oder außerhalb des galaktischen Systems befindlichen Materie gesucht werden. Vielleicht ist ein diffuser Stoff innerhalb der Nebel verantwortlich, jedoch treten bei dieser Deutung noch Schwierigkeiten auf, die bis heute nicht überwunden sind.

Die Beobachtungsdaten sind in der Tabelle III zusammengefaßt, in der mittlere Spektraltypen von Humason und mittlere Farbenklassen (nach der Skala der Riesensterne) von Stebbins für verschiedene Stufen der Folge wiedergegeben sind.

Tabelle III. Spektraltypen und Farben von Nebeln.

Nebeltypus	Spektraltypus	Farbenklasse
E0 — E9	G4	g6
S <sub>a</sub> , SB <sub>a</sub>	G3	g5
S <sub>b</sub> , SB <sub>b</sub>	G2	g4
S <sub>c</sub> , SB <sub>c</sub>	F9	f7

### 3. Auflösung

Die Photographien vieler gut sichtbarer Spiralen und auch unregelmäßiger Nebel zeigen zahlreiche Knoten und Verdichtungen, von denen man weiß, daß sie Sterne oder Sterngruppen sind. Die Identifizierung von Sternen in Nebeln, die von so außerordentlicher Bedeutung ist, da sie zu einer unmittelbaren Bestimmung der Nebelentfernungen führte, wird im Kapitel IV ausführlich beschrieben werden. Wir erwähnen sie nur deshalb schon hier, weil es einfacher und verständlicher ist, von einer „Auflösung in Sterne“ als von einer „Auflösung in Verdichtungen“ zu sprechen.

Die Auflösung tritt zuerst bei den frühen mittleren Spiraltypen — etwa bei S<sub>a,b</sub> — auf. Später werden die Sterne immer auffälliger. Das Fehlen einer Auflösung bei den früheren Typen bedeutet natürlich noch nicht, daß es in diesen keine Sterne gibt; es besagt nur, daß, wenn Sterne vorhanden sind, die hellsten von ihnen schwächer sein müssen als die hellsten Sterne in den späteren Nebeltypen. Es ist also nicht ausgeschlossen, daß alle Nebel aus Sternen bestehen, daß jedoch die obere Grenze der Sternhelligkeiten systematisch

längs der Folge wächst und in der Nähe des  $S_{\alpha\beta}$ -Zustandes die Beobachtungsschwelle überschreitet.

Diese Hypothese — das sei zugestanden — ist eine reine Vermutung, doch findet sie in den beobachteten Helligkeiten der Nebel und Sterne in dem uns benachbarten Virgo-Haufen eine gewisse Stütze. Dieser Haufen bildet eine sehr dichte Gruppe von mehreren Hundert Nebeln, in der alle Typen (mit Ausnahme der Unregelmäßigen) vorkommen. Die mittleren Helligkeiten der verschiedenen Typen sind von der gleichen Größenordnung, doch sind die Sterne in den  $S_c$ -Nebeln systematisch heller als in den  $S_\beta$ -Nebeln. In den  $S_\alpha$ -Nebeln findet man überhaupt keine Sterne. Diese Tatsachen lassen weiter vermuten, daß die zunehmenden Sternhelligkeiten das Verblässen der unauflösbaren Nebelhelligkeit derart ausgleichen, daß die Gesamthelligkeiten der Nebel verhältnismäßig konstant bleiben.

Die Tatsache, daß die Summe aus der photographischen Helligkeit der Sterne und der Helligkeit der aufgelösten Nebelmasse nahezu konstant ist, hängt eng mit der Abnahme der Farbabweichung längs der Folge zusammen. Die hellsten Sterne in offenen Spiralnebeln sind blau und wahrscheinlich Überriesen vom O-Typus, wie wir sie auch im galaktischen System und in den Magellanwolken beobachten. 1922 fand dann Seares<sup>14)</sup>, daß die äußeren Teile der Arme offener Spiralnebel, in denen die Auflösung besonders auffällig ist, blauer sind (einen kleineren Farbenindex haben) als die Kerngebiete. Damals vermochte man diese Erscheinung nicht zu deuten. Als man jedoch später die Verdichtungen als Sterne erkannt hatte, hielt man es für wahrscheinlich, daß der Farbeffekt auf blauen Sternen (frühen Typen) beruhe. Als man schließlich die Farbe einzelner Sterne messen konnte und sie als blau feststellte, schien diese Deutung sichergestellt. Da man in den elliptischen Nebeln keine örtlichen Unterschiede der Farben findet, so scheint die systematische Änderung der Farbe längs der Folge eindeutig auf der fortschreitenden Entwicklung blauer Riesen zu beruhen.

#### 4. Relative Häufigkeit der Typen

Schließlich scheint noch eine systematische Zunahme der relativen Häufigkeiten oder Nebelzahlen längs der Folge zu bestehen. Die

<sup>14)</sup> „Preliminary Results on the Color of Nebulae“, Proceedings of the National Academy of Sciences 2, 553, 1916. Vgl. auch eine andere Arbeit von Seares in den Publications of the Astronomical Society of the Pacific 28, 123, 1916.

großen Haufen allerdings, in denen die frühen Typen vorherrschen, gehorchen dieser Regel nicht. Im allgemeinen Feld der Einzelnebel findet man jedoch die zunehmende Häufigkeit in allen großen Zusammenstellungen von Nebeln bis zu einer gewissen Grenzgröße, die einigermaßen vollständig und maßgebend sind. Die einzige wichtige Forderung ist, daß die Klassifizierung auf Grund von Photographien genügend großen Maßstabes gemacht wird, um die Wirkungen einer zufälligen Auslese zu vermeiden. Denn diese begünstigt im allgemeinen die frühen Typen auf Kosten der späten.

Die erste der heutigen Klassifizierung entsprechende Zusammenstellung wurde nach Holetscheks Liste von ungefähr 400 in nördlicher Breite beobachteten Nebeln gemacht. Eine ausführlichere Übersicht kann aus der Harvard-Durchmusterung heller Nebel, die den ganzen Himmel umfaßt, entnommen werden. Die relativen Häufigkeiten für 600 Nebel, deren Typen aus den mit großen Reflektoren erhaltenen Platten geschätzt wurden, sind in der Tabelle IV

Tabelle IV. Relative Häufigkeit der Nebeltypen

Typus	Häufigkeit %	Typus	Häufigkeit %
E0 — E7	17	S <sub>c</sub> , SB <sub>c</sub>	36
S <sub>a</sub> , SB <sub>a</sub>	19	Unregelm.	2,5
S <sub>b</sub> , SB <sub>b</sub>	25		

wiedergegeben. Die zunehmende Häufigkeit längs der Folge ist besonders auffällig bei den Spiralnebeln, bei denen Orientierungseinflüsse nicht sehr ins Gewicht fallen.

Elliptische Nebel, ausgenommen die linsenförmigen E7, können nicht individuell behandelt werden, da die Gestalt wegen der Orientierungseinflüsse im projizierten Bild nicht ermittelt werden kann. Ein E0-Bild kann z. B. einer beliebigen Umdrehungsfigur entsprechen, deren Achse in der Sichtlinie liegt. Im allgemeinen kann ein E<sub>n</sub>-Bild jedem beliebigen Nebel entsprechen, dessen Elliptizität gleich oder größer als  $n$  ist, und der geeignet orientiert ist. Die Häufigkeitsverteilung der wahren Elliptizitäten ist ein statistisches Problem, das leicht gelöst werden kann, sobald die Verteilung der projizierten Elliptizitäten aus den Beobachtungen bekannt ist. Die Lösung erfordert die Kenntnis des Gesetzes der Orientierung der

Nebelachsen, und man machte in der Praxis die einleuchtende Annahme einer ganz regellosen, zufälligen Verteilung.

Das Problem wurde von verschiedenen Forschern behandelt, die Ergebnisse stimmen aber nicht ganz überein. Über einzeln im Raum stehende Nebel, unter denen die elliptischen Nebel ziemlich selten sind, sind nur wenige Angaben vorhanden. Größere Listen können von den Haufen hergestellt werden, in welchen die elliptischen Nebel vorherrschen. Ihre Deutung wird jedoch durch die Schwankung der Durchschnittstypen von Haufen zu Haufen erschwert. Es scheint jedoch sicher, daß die Kugelnebel im Verhältnis zu den linsenförmigen Systemen ziemlich selten sind, und daß ihre Anzahl längs der Folge mit zunehmender Elliptizität größer wird.

### Zusammenfassung

Die Diskussion der relativen Häufigkeiten vervollständigt die vorläufige Prüfung der Forschungsobjekte. Es wurde Ordnung in das scheinbare Durcheinander der Erscheinungen gebracht und die Planung künftiger Untersuchungen sehr erleichtert. Die Untersuchung der Nebelgestalten, wie sie auf den Photographien erscheinen, führt zu dem Schluß, daß alle Nebel nahe verwandte Mitglieder einer einzigen Familie und nach einem allgemeinen Grundplan gebaut sind, der sich nur in einem begrenzten Bereich systematisch ändert. Die Nebel lassen sich in eine natürliche Folge struktureller Formen einordnen und können leicht auf eine Standardstufe in der Folge bezogen werden. Auf einer solchen Standardstufe ist die Beziehung zwischen scheinbarer Ausdehnung und Helligkeit genau diejenige, die man erwarten sollte, wenn der gleiche Nebel aus verschiedenen Entfernungen untersucht werden könnte. Die Streuung der unmittelbar erkennbaren Nebeleigenschaften ist auffallend klein. Darum sollte jede genügend große, wahllos zusammengestellte Sammlung von Nebeln ein gutes, allgemeingültiges Muster liefern. Ergebnisse eingehender Untersuchungen an deutlich erkennbaren Objekten dürfen daher auf die Nebel im allgemeinen angewandt werden. Statistische Untersuchungen auf breiter Grundlage können also mit einiger Gewißheit, daß das Material einheitlich ist unternommen werden.

## Kapitel III

### Die Verteilung der Nebel

#### Nebeldurchmusterungen

Die räumliche Verteilung der Nebel, wie auch ihre Klassifizierung, kann im wesentlichen ohne Kenntnis der wirklichen Entfernungen untersucht werden. Die Verteilung im Raum wird aus umfangreichen Durchmusterungen hergeleitet. Die wesentlichen Zahlengrundlagen sind die Anzahlen der Nebel, die heller als verschiedene bestimmte Grenzen der scheinbaren Helligkeit sind. Wenn diese Grenzen zu kleineren Helligkeiten fortschreiten — wenn also die Durchmusterung in immer größere Tiefen des Raumes vordringt — so nehmen die Nebelzahlen schnell zu, und die allgemeinen Züge der Verteilung treten immer klarer zutage. Durchmusterungen bis zu einer einzigen Grenzgröße geben die Verteilung über den Himmel, während die Verteilung in der Tiefe durch die vergleichenden Durchmusterungen bis zu verschiedenen Grenzen gefunden wird. Es sind uns also zwei Probleme gestellt, und die wirklich wesentlichen Ergebnisse werden bei den sehr schwachen Grenzgrößen gewonnen, die die größten Nebelzahlen liefern.

Die Deutung der Daten ist ein statistisches Problem, dessen Schwierigkeiten und Tücken hier nicht im einzelnen dargestellt werden soll. Das Prinzip der Methode ist jedoch einfach und soll hier kurz auseinandergesetzt werden, bevor wir an die Beschreibung der Forschungsergebnisse gehen. Setzen wir voraus, daß die wirkliche Entfernung unbekannt ist. Hätten die Nebel alle dieselbe wahre Helligkeit (die gleiche Leuchtkraft oder Lichtstärke), so würde die relative Entfernung jedes einzelnen Objektes durch seine scheinbare Helligkeit bestimmt sein. Die Lagen im Raum können dann in einer willkürlichen Skala in eine Karte eingetragen werden, und die allgemeinen Züge der Verteilung würden klar hervortreten.

Das Problem wird in Wirklichkeit sehr verwickelt durch die — jetzt als Tatsache bekannte — Wahrscheinlichkeit, daß die Nebel nicht die gleichen Helligkeiten besitzen. Es könnte Riesennebel und Zwergnebel geben — es gibt sie wirklich — und alle Zwischenstufen. So würden die scheinbaren Helligkeiten allein nicht die relativen

Entfernungen angeben, und die erwähnten Karten würden irreführend sein.

Man umging die Schwierigkeiten auf sehr einfache Weise. Statt einzelner Nebel verwendete man Mittelwerte aus großen Gruppen von ihnen. Die absoluten Helligkeiten einzelner Objekte mögen über einen großen Bereich streuen, die Mittelwerte großer, wahllos herausgegriffener Gruppen sollten jedoch einigermaßen konstant sein. Auf diesem einfachen Prinzip beruhen die sehr erfolgreichen statistischen Methoden zur Erforschung der Verteilung. Sie sind derart entwickelt, daß sie gleichzeitig alle möglichen Gruppierungen von Daten zu betrachten erlauben.

Bei der Untersuchung der Verteilung wurde eine wichtige Annahme gemacht. Betrachten wir alle Nebel in einem gegebenen Raumteil. Die relativen Zahlen der Riesen, Zwerge und normalen Objekte — genauer die Häufigkeitsverteilung der absoluten Helligkeiten (Lichtstärken) unter diesen Nebeln — geben die „Leuchtkraftfunktion“. Man nahm an, daß die Leuchtkraftfunktion über das ganze von der Durchmusterung überdeckte Gebiet konstant bleibt — daß die Funktion unabhängig von der Entfernung oder Richtung ist —, daß die Riesen oder Zwerge nicht an bestimmten Stellen vorherrschen. Diese Annahme konnte durch unmittelbare Beobachtungen nicht voll erhärtet werden. Doch scheint sie vernünftig und mit dem heutigen Stande unseres Wissens vereinbar. Sie wird in den folgenden Kapiteln vorausgesetzt, auch dort, wo wir es nicht besonders erwähnen.

Nach dieser Annahme sollte die mittlere absolute Größenklasse für eine große Gruppe uns benachbarter Nebel weitgehend dieselbe sein wie die mittlere Helligkeit für eine Gruppe entfernter Nebel. Die scheinbare Helligkeit ist — im statistischen Sinne — ein Maß für die relativen Entfernungen, während die absoluten Entfernungen unbekannt sind. Über die Nebelzahlen im Einheitsvolumen des Raumes wurde nichts vorausgesetzt. Die mögliche Änderung innerhalb des erforschten Gebietes (Dichtefunktion) war ein noch zu erforschendes Problem, und die Durchmusterung sollte zu seiner Lösung führen, vorausgesetzt, daß die Leuchtkraftfunktion konstant ist.

Die Durchmusterungen lieferten Daten, die auf Grund scheinbarer Helligkeiten ausgewählt wurden. Nun ist es eine interessante Tatsache, die nebenbei erwähnt sei, daß die mittlere Lichtstärke einer auf diese Weise ausgewählten Gruppe von Nebeln — z. B. Nebel der

15. Größenklasse — verschieden von der mittleren Lichtstärke der in einem bestimmten Raumvolumen befindlichen Nebel ist. Die zwei Werte stehen zwar in einer Beziehung zueinander, aber die Herstellung der Beziehung erfordert die Kenntnis der genauen Form der Leuchtkraftfunktion. Doch davon soll später bei der Abschätzung der Ausleseeffekte die Rede sein. Hier sollte nur die Tatsache vorweggenommen werden, daß scheinbare Helligkeiten ein Maß für relative Entfernungen (im statistischen Sinne) sind, unabhängig von der genauen Form der Leuchtkraftfunktion, sofern nur diese Form konstant ist. So sind Nebel der 15. Größenklasse im Durchschnitt zehnmal näher als Nebel der 20. Größenklasse und zehnmal weiter entfernt als solche der 10. Größenklasse. Im allgemeinen ist

$$\log d_1/d_2 = 0,2 (m_1 - m_2),$$

wo  $d$  die mittlere Entfernung und  $m$  die mittlere scheinbare Helligkeit von irgendzwei Gruppen von Nebeln ist, die auf Grund von  $m$  ausgewählt wurden (wie das in den Durchmusterungen geschieht).

Die zur Erforschung einer Verteilung verfügbaren Daten sind verschiedener Art. Die helleren, auffälligen Nebel kennt man einzeln, wenn auch genaue Messungen ihrer Helligkeiten nur selten vorliegen. Die ausführlichste Liste mit brauchbaren Helligkeiten ist die Harvard-Durchmusterung<sup>1)</sup>, von der man annimmt, daß sie über den ganzen Himmel bis zur Grenzgröße  $m = 12,9$  vollständig ist. Nebel, die heller sind als diese Grenze, können also aus dieser Liste entnommen werden.

Mehr oder weniger vollständige Durchmusterungen sind noch mit Kameras im Gange, die große Himmelsareale auf eine Platte bringen, aber nicht tief in den Raum vordringen. Verwendet man größere Kameras, so nimmt das auf eine Platte entfallende Areal ab, während die Eindringtiefe zunimmt. So kann das eine Instrument das ganze Sternbild des Orion auf eine einzige Platte bringen und Nebel bis herunter zur 13. Größe registrieren, ein anderes nur den Schwanz des

---

<sup>1)</sup> Shapley and Ames, „A. Survey of the External Galaxies Brighter than the Thirteenth Magnitude.“ Harvard College Observatory, *Annals* 88, No. 2, 1932; Umfangreiche Zählungen schwacher Nebel sind ebenfalls in Harvard durchgeführt worden; doch sind bis auf wenige Fälle die Daten nicht so ausführlich veröffentlicht worden, als daß man eine Prüfung auf Vollständigkeit und Einheitlichkeit machen könnte.

Großen Bären und Nebel bis zur 16. Größe, und schließlich ein drittes gar nur den Schwanz des Kleinen Bären, aber Nebel bis zur 18. Größe.

Sehr schwache Grenzgrößen können nur noch mit großen Teleskopen erreicht werden, die nur sehr kleine Gebiete auf eine Platte abbilden, aber in sehr große Tiefen vordringen. Das nutzbare Gesichtsfeld des 100 inch-Reflektors entspricht etwa der Fläche des Vollmondes. Vollständigkeit über den ganzen Himmel ist daher

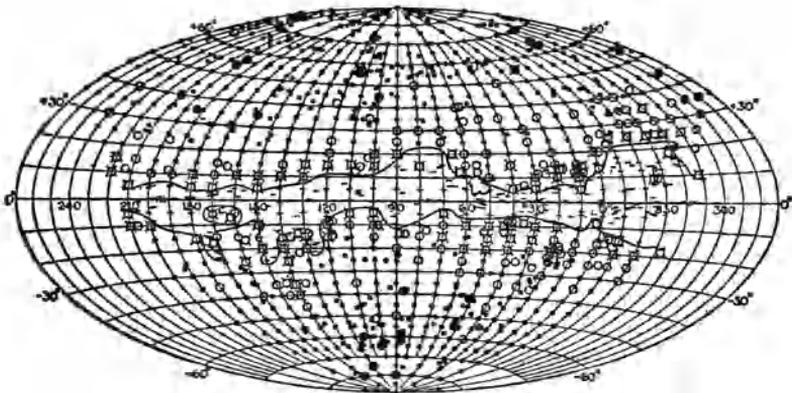


Abb. 3. Scheinbare Verteilung der Nebel mit Anzeichen galaktischer Verdunklungseffekte

Die Orte der Felder sind in galaktischen Koordinaten aufgetragen. Die horizontale Linie  $0^{\circ} - 0^{\circ}$  stellt die Mittelebene der Milchstraße dar. Der galaktische Nordpol ist die Spitze. Kleine Punkte bedeuten normale Nebelzahlen je Feld; große Scheiben bzw. Kreise bedeuten Abweichungen nach oben bzw. nach unten, und Striche bedeuten Felder, in denen keine Nebel gefunden wurden. — Die Verdunklungszone (zone of avoidance) längs der Milchstraße (die Gebiete, wo die Striche vorherrschen) wird durch Gebiete teilweiser Verdunklung (offene Kreise) begrenzt, außerhalb derer die Verteilung nahezu gleichförmig ist. — Die leeren Stellen ganz rechts und ganz links im Diagramm entsprechen den südlichen Himmelsteilen, die von dem Observatorium, auf welchem die Durchmusterung gemacht wurde, nicht gesehen werden können.

unmöglich, und die Durchmusterungen erfolgen nach dem Verfahren der Stichproben. Die Aufnahmen werden im wesentlichen auf ausgewählte Gebiete (selected areas), die gleichmäßig über den Himmel verteilt sind, beschränkt. Von diesen nimmt man dann an, daß sie allgemeingültige Muster des ganzen Himmels sind. Die am weitesten vordringende Durchmusterung, für welche ausführliche und ins einzelne gehende Ergebnisse vorliegen, und die mit dem großen

Mount Wilson-Reflektor durchgeführt wurde, wird später noch ausführlich besprochen; denn sie gibt uns das allgemeinste Bild vom Hintergrund der schwachen Nebel<sup>2)</sup>).

### Die Verteilung über den Himmel

Die Durchmusterung umfaßt 1283 getrennte Felder, die gleichmäßig über drei Viertel des Himmels verteilt sind. Es wurden das 60 inch und das 100 inch-Teleskop unter verschiedenen Bedingungen benutzt. Sodann wurden mit aus den Daten selbst hergeleiteten Korrekturen die auf den Platten gezählten Nebel (insgesamt etwa 44000) in Anzahlen verwandelt (etwa 80000), die den Standardbedingungen entsprachen. Die Grenzgröße der korrigierten Zählungen betrug im zentralen Gebiet der Platten  $20,0 \pm 0,1$ .

Die Analyse dieses einheitlichen Materials zeigt, daß die Verteilung der Nebel über den Himmel im großen nahezu gleichförmig ist, ausgenommen dort, wo galaktische Verdunklungseffekte eintreten (Abb. 3).

### Die galaktische Verdunklung

Folgende Tatsachen sprechen für eine galaktische Verdunklung.

- a) Man findet keine Nebel längs des zentralen Gebietes der Milchstraße. Der Gürtel mehr oder weniger vollständiger Absorption ist unregelmäßig und unsymmetrisch; seine Breite schwankt zwischen  $10^\circ$  und  $40^\circ$ .
- b) Außerhalb des Absorptionsgürtels und der Grenzen der teilweisen Verdunklung nehmen die Nebelzahlen je Platte mit der galaktischen Breite zu, und zwar gut genähert nach einem cosec-Gesetz (ähnlich dem Gesetz, nach welchem die Sterne heller werden, wenn sie vom Horizont zum Zenit steigen, und ihr Licht immer geringere Luftdicken zu durchlaufen hat).

### Verdunkelnde Wolken

Schwarze, verdunkelnde Wolken, von kleinen unscheinbaren Fleckchen bis zu großen Körpern von 100 und mehr Lichtjahren im Durchmesser, sind über das ganze Sternsystem verstreut. Manche sind so gut wie undurchsichtig, manche halb durchsichtig, und andere wieder sind wie dünne Schleier und kaum bemerkbar. Sie verdichten sich stark gegen die galaktische Ebene und sind längs der

<sup>2)</sup> Hubble, „The Distribution of Extra-Galactic Nebulae“, Mt. Wilson Contribut. No. 485; Astrophysical Journ. 79, 8, 1934.

Milchstraße am zahlreichsten vorhanden, wo sie als Schatten vor dem Hintergrund entfernter Sterne erscheinen. Besonders auffällig sind sie in Richtung zum Zentrum des galaktischen Systems, dessen Kern sie verdecken. Doch findet man sie in allen Richtungen. Die eine türmt sich hinter der andern auf, und sie verbergen so ebenfalls den Rand des Systems<sup>3)</sup>. Das Muster dieser Dunkelwolken bestimmt sehr weitgehend das Erscheinungsbild der Struktur der Milchstraße und ist die Ursache für das Auftreten von vielen der sogenannten Sternwolken.

Die Dunkelwolken können aus Materie in allen möglichen Erscheinungsformen bestehen, aber in den merklich trüben oder kaum durchsichtigen Wolken muß die Verdunklung hauptsächlich durch Staub hervorgerufen sein. Man kann diese Verdunklung durch keinen anderen Zustand der Materie erklären, ohne den Wolken unmöglich große Massen zuzuschreiben. Überdies zeigen die Sterne, besonders aber die Kugelhaufen, wenn sie durch teilweise Verdunklung stark verschleiert sind, eine ausgesprochene positive Farbabweichung, die eine selektive Absorption von der Art anzeigt, wie sie Staub hervorbringen würde. Die dünneren Wolken können dieselbe Zusammensetzung bei kleineren Dichten besitzen, sie können aber auch vorwiegend gasförmig sein.

Die scheinbare Verteilung dieser Wolken entspricht weitgehend der Form der Verdunklungszone — nämlich einem konzentrischen Gürtel in der galaktischen Ebene, von dem einige Ausbuchtungen in höhere Breiten reichen. Die Verdunklungszone mit ihren Randgebieten teilweiser Verdunklung läßt sich daher durch die Anwesenheit verdunkelnder Wolken innerhalb des Sternsystems leicht erklären. Jedoch ist die Abschirmung nicht unbedingt vollkommen. Gelegentlich findet man in den halb durchlässigen Räumen zwischen merklich trüben Wolken schwache Nebel. Das Objekt IC 10 in einer Breite von  $\sim 3^\circ$  ist ein auffälliges Beispiel. Es ist dort nur ein Teil eines wahrscheinlich großen Spiralnebels sichtbar<sup>4)</sup>.

<sup>3)</sup> Das galaktische System ist ein sehr abgeflachter Haufen von Sternen — wahrscheinlich ein später Spiraltypus —, der in rascher Umdrehung um seine Polachse begriffen ist. Die Sonne steht nahe der Mittelebene (galaktische Ebene), doch sehr entfernt vom Zentrum. Wahrscheinlich hat das System einen Kern, dieser kann jedoch nicht beobachtet werden, da er für uns durch dunkle Wolken verdeckt ist.

<sup>4)</sup> Mayall, „An Extra-Galactic Objekt  $3^\circ$  from the Plane of the Galaxy.“ Publication of the Astronomical Society of the Pacific 47, 317, 1935.

### Die absorbierende Schicht

Von der diffusen Materie im galaktischen System hat man oft angenommen, daß sie aus einer einheitlichen Schicht konstanter Dicke bestehe, deren Mitte in der galaktischen Ebene liegt. Da der Hauptanteil der Verdunklung den in sich abgeschlossenen Wolken zugeschrieben werden muß, kann eine solche Auffassung, selbst als eine rohe Näherung, leicht irreführen. Wenn man aber von den Wolken absieht, spricht sehr viel für einen zusammenhängenden Stoff, der eine Absorption erzeugt, wie sie ungefähr einer gleichförmigen

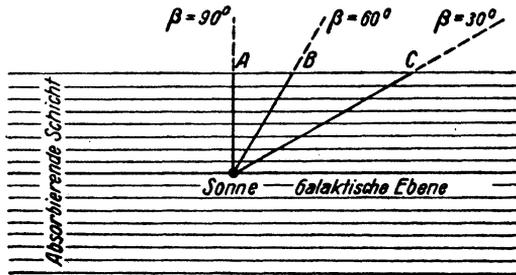


Abb. 4. Schematische Darstellung der absorbierenden Schicht  
Wenn man aus Sonnennähe beobachtet, so erscheinen die außergalaktischen Objekte entsprechend den Lichtwegen im absorbierenden Medium verdunkelt. Die Verdunklung ist am geringsten für die in der Richtung der galaktischen Pole sichtbaren Objekte und nimmt mit abnehmender Breite zu.

Schicht entsprechen würde. Dieser Stoff erfüllt vielleicht den gesamten Hauptkörper des galaktischen Systems, könnte aber auch eine abgeflachte, linsenförmige Wolke bilden, die so groß ist, daß Änderungen in der Dicke für den irdischen Beobachter kaum bemerkbar wären. In jedem Falle würden die Effekte genähert dieselben sein.

Die Anwesenheit einer solchen absorbierenden Schicht, wie sie aus den Nebeldurchmusterungen in Gebieten, die frei von verdunkelnden Wolken sind folgt, steht wohl fest. Die Durchschnittszahlen der Nebel je Platte sind in den Bereichen der galaktischen Pole (senkrecht zur Ebene der Milchstraße) — wo die Verdunklung durch die gleichförmige Schicht am geringsten sein muß — am größten. Die Nebelzahlen je Platte nehmen von den Polen zur galaktischen Ebene, d. h. mit abnehmender Breite so ab, als ob die Verdunklung dem Lichtwege in einer gleichförmigen Schicht proportional ist. In Größenklassen ausgedrückt beträgt sie daher  $C \times \text{cosec } \beta$ , wo  $C$

die Verdunklung am Pol und  $\beta$  die Breite ist. In der Abb. 4 ist diese Beziehung in einem sehr vereinfachten Diagramm dargestellt.

Da die Verdunklung bei  $\beta = 30^\circ$  genau doppelt so stark wie bei  $90^\circ$  ist, so ergibt die Differenz die tatsächliche Verdunklung am Pol. Sie beträgt etwa 0,25 Größenklassen, die „optische Dicke“ der Schicht also 0,5 Größenklassen. Die Nebelzahlen je Platte werden

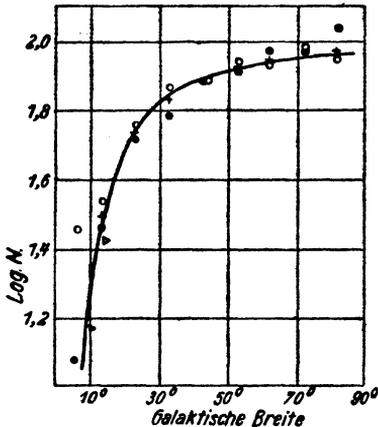


Abb. 5. Verdunklung durch die absorbierende Schicht, dargestellt durch die scheinbare Verteilung der Nebel.

Die Durchschnittszahlen der Nebel je Flächeneinheit, die heller sind als eine gegebene Grenzgröße, nehmen mit der galaktischen Breite ziemlich genau nach dem cosec-Gesetz zu:  $\log N = \text{const} - 0,15 \text{ cosec } \beta$ . Kreise bzw. Punkte bedeuten Daten von der nördlichen bzw. südlichen galaktischen Halbkugel; Kreuze bedeuten die Mittelwerte derselben. Die beiden Dreiecke sind zusätzliche Daten in niederen Breiten.

um den Breiteneffekt korrigiert und auf ein System gleichförmiger Verdunklung, nämlich desjenigen am galaktischen Pol, umgerechnet nach der in Abb. 5 graphisch dargestellten Beziehung

$$\log N = \log N_{\beta} + 0,15 \text{ cosec } \beta.$$

Die Daten der Durchmusterungen geben, ausgenommen für sehr niedere Breiten, das Bild einer gleichförmigen, ins Unendliche reichenden Schicht aus feinverteiltem Stoff. Doch findet man nahe der galaktischen Ebene gewisse systematische Abweichungen, die darauf hindeuten, daß die Verdunklung in Richtung auf das galaktische Zentrum größer ist als in entgegengesetzter Richtung. Die Unterschiede sind nicht sehr bedeutend, weisen aber auf die Möglichkeit hin, daß man sich die Schicht vielleicht eher als eine sehr abgeflachte linsenförmige Wolke, denn als eine unendlich ausgedehnte gleichförmige Materieschicht vorstellen muß. Die Sonne würde in diesem Bilde nahe der Mittelebene der Wolke liegen, doch ziemlich weit entfernt vom Zentrum. Die Verdunklung würde daher in gewissen Richtungen größer sein als in anderen. Einige derartige Wolken kann man tatsächlich als matte, linsenförmige Schatten, die sich über viele Grade erstrecken, längs der Mittelebene der Milchstraße beobachten.

Die Absorption in der Schicht oder Wolke aus fein verteiltem Stoff weicht von der Absorption in den undurchsichtigen oder halbdurchsichtigen Wolken beträchtlich ab, da sie nicht selektiv ist. Alle Farben werden (innerhalb der Meßgenauigkeit) in gleicher Weise absorbiert, und es ist keine wesentliche Veränderung der Nebelfarben mit der galaktischen Breite feststellbar. In ausgesprochenem Gegensatz dazu stehen die positiven Farbabweichungen der Kugelhaufen und frühen Sterntypen in niederen Breiten, wie sie von Stebbins und Mitarbeitern gemessen wurden<sup>5)</sup>. Diese Farbeneffekte zeigen einen deutlichen Zusammenhang mit der Breite. Die auffälligeren Fälle liegen jedoch innerhalb der Nebelverdunklungszone und scheinen ziemlich eng mit bekannten verdunkelnden Wolken gekoppelt zu sein. Die eigentliche Ursache dieser Erscheinung dürfte wohl eher mit der Stellung in den Wolken als mit der Breite zusammenhängen.

Die Untersuchungen der galaktischen Verdunklung sind noch in der Entwicklung. Die Materie umfaßt verdunkelnde Wolken, den diffusen Stoff und den unbekanntem Verursacher der ruhenden Linien in den Sternspektren. Bei einer vorläufigen Auswertung neigt man natürlich dazu, dieses alles in einen Topf zu werfen und die verschiedenen Effekte statistisch in ein einheitliches Gewand zu kleiden. Im Laufe der Entwicklung werden sich zweifellos Abweichungen von der Einheitlichkeit zeigen, und in diesem Zusammenhang hat die Unterscheidung zwischen selektiver und nichtselektiver Absorption große Bedeutung.

### **Das allgemeine Feld**

Die Bedeutung der örtlichen Verdunklung bei der Erforschung der Nebelverteilung liegt auf der Hand. Wir befinden uns inmitten eines verdunkelnden Stoffes, dessen Wirkungen rechnerisch ausgeschaltet werden müssen, bevor man die wahre Verteilung enträtseln kann. Wir teilen den Himmel ganz roh in den galaktischen Gürtel (Breiten von  $-40$  bis  $+40^\circ$  und die Polkappen (Breiten von  $40$  bis  $90^\circ$ ). Der galaktische Gürtel, der die Verdunklungszone, ihre Ausbuchtungen und die Grenzbezirke der teilweisen Verdunklung umfaßt, gibt hauptsächlich Auskunft über die örtliche Verdunklung. Die Polkappen, die von den örtlichen Einflüssen nahezu frei sind, geben uns hauptsächlich Aufschluß über die Verteilung der Nebel.

<sup>5)</sup> Stebbins, „Absorption and Space Reddening in the Galaxy as Shown by the Colors of Globular Clusters.“ Proceedings of the National Academy of Sciences 19, 222, 1933.

Da die Bereiche der Polarkappen verhältnismäßig klein sind, so braucht die Verteilung innerhalb der Kappen nicht identisch mit der Verteilung über den ganzen Himmel zu sein. Doch kann man, wenn man die Wirkung der absorbierenden Schicht ausschaltet, zusätzliche Aussagen erhalten, indem man das allgemeine Feld der Nebel bis hinunter in den galaktischen Gürtel, und zwar bis in die Ausbuchtungen der Verdunklungszone, verfolgt. Auf diese Weise kann man die Ver-

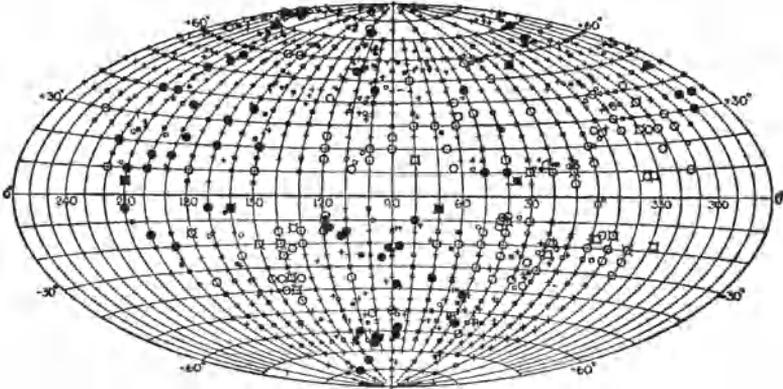


Abb. 6. Verteilung der Nebel bei teilweiser Berücksichtigung der galaktischen Verdunklung

Die Orientierung des Diagrammes ist wie in Abb. 3. Die Nebelzählungen sind für den Breiteneffekt (absorbierende Schicht) korrigiert, jedoch sind die Einflüsse der Wolken, ob durchsichtig oder halbdurchsichtig, noch in ihnen enthalten.

Kreuze bedeuten Muster mit normalen Nebelzahlen ( $\log N$  weicht vom Durchschnitt um weniger als 0,15 ab); kleine Scheiben und Kreise bedeuten geringe Abweichungen nach oben bzw. nach unten; große Scheiben und Kreise entsprechen großen Abweichungen. Vernachlässigt man den Einfluß der verdunkelnden Wolken, so ist keine auffällige systematische Änderung der Nebelverteilung über den Himmel zu bemerken.

teilung der Nebel über einen beträchtlichen Breitenbereich bis herunter zu Breiten von  $15^\circ$  untersuchen. Die Angaben sind hier im einzelnen weniger genau als bei den Polkappen, doch zeigen die allgemeinen Ergebnisse im ganzen Bereich des der Beobachtung zugänglichen Feldes eine gute innere Übereinstimmung. Die Ergebnisse sind folgende:

1. Die beiden Polkappen, die nördliche und die südliche, sind einander ähnlich, und die Verteilungen stimmen innerhalb der Fehlergrenzen überein.

2. Innerhalb des allgemeinen Feldes ist kein wesentlicher systematischer Gang der Verteilung erkennbar.

3. Die Einzelwerte von  $\log N$ , wo  $N$  die Anzahl der Nebel je Platte ist sind um ihren Mittelwert statistisch verteilt (die Häufigkeitsverteilung von  $\log N$  bildet ungefähr eine normale Fehlerkurve).

### Verteilung im Großen

Aus der Übereinstimmung der beiden Polkappen oder allgemeiner der beiden galaktischen Halbkugeln folgt, daß die Sonne sich nahe der Mittelebene der diffusen Schicht befindet. Diese Ebene liegt überdies nahe der galaktischen Ebene. Die Übereinstimmung zwischen den Polkappen sowie das Fehlen eines systematischen Ganges mit der Länge und mit der Breite kann in die Feststellung zusammengefaßt werden, daß die Verteilung über den Himmel im großen nahezu gleichförmig ist. Wissenschaftlich ausgedrückt ist die Verteilung isotrop, d. h. nach allen Richtungen die gleiche.

Dieser Schluß ist nur aus einem Teil des Himmels gezogen. Die Verdunklungszone mit ihren begrenzenden Rändern verdeckt uns große Flächen. Außerdem kann etwa ein Viertel des Himmels von der Station, auf der die Durchmusterung gemacht wurde nicht beobachtet werden. Dennoch umfassen die erforschten Gebiete beide galaktischen Pole, die ganze nördliche Kappe, drei Fünftel der südlichen Kappe und den weniger verdunkelten Teil von vielleicht zwei Drittel des galaktischen Gürtels. Die Ausdehnung und Beschaffenheit dieser Gebiete scheint ein einwandfreies Muster für den ganzen Himmel zu gewährleisten, und das vollständige Fehlen eines wesentlichen systematischen Ganges rechtfertigt die Annahme durchaus, daß in den nicht erforschten Bezirken keine größeren Abweichungen von der Isotropie erwartet zu werden brauchen.

### Verteilung in der Tiefe im Großen

Die Verteilung in der Tiefe zeigt sich in der Art, wie die Nebelzahlen mit abnehmender scheinbarer Helligkeit zunehmen, mit anderen Worten, in dem Vergleich verschiedener Gruppen von Nebeln mit den Raumvolumina, in welchen die Gruppen verteilt sind. Ist die Leuchtkraftfunktion unabhängig von der Entfernung, dann sind die scheinbaren Helligkeiten — im statistischen Sinne — ein Maß für die relativen Entfernungen. Die Zahlen  $N_m$  der Nebel, die heller sind als eine vorgegebene Größenklasse, entsprechen daher der

Zahl der innerhalb einer Kugel von bestimmtem Radius befindlichen Nebel. Der Vergleich der Zahl der in Kugeln von stufenweise wachsendem Radius enthaltenen Nebel — allgemeiner die Art der Beziehung zwischen  $N_m$  und  $m$ —, ergibt die Verteilung in der Tiefe.

Da die Nebelzahlen den Raumvolumina proportional sind, wird eine gleichförmige Verteilung durch die einfache Beziehung

$$\log N_m = 0,6 m + \text{const}$$

dargestellt<sup>6)</sup>. Diese Beziehung kann schon durch vereinzelte Beobachtungsdaten mit guter Näherung bestätigt werden. Aus diesem Grunde beschränken sich genauere Untersuchungen der Verteilung in der Tiefe weitgehend auf die Suche nach kleineren Abweichungen von der Gleichförmigkeit und auf die genaue Bestimmung der Konstanten. Kennt man die Leuchtkraftfunktion, so ergibt die Konstante die wirkliche Verteilung, d. h. die Nebelzahl im Einheitsvolumen.

Die vorläufigen Ergebnisse, die in der unmittelbaren Umgebung des galaktischen Systems eine nahezu gleichförmige Verteilung erkennen lassen, wurden zuerst aus Zählungen hellerer Nebel abgeleitet, für die rohe Schätzungen der Helligkeit vorlagen. Später wurden ähnliche Ergebnisse, die bis zu sehr geringen Grenzhelligkeiten reichten photographisch erhalten, indem man die Nebelzahlen je Platte gegen die Belichtungszeiten der Platten auftrug. Diese Beziehung konnte dann mit Hilfe des bekannten Gesetzes, nach dem sich die Grenzgrößen auf der Platte mit der Belichtungszeit ändern, in eine Beziehung zwischen  $N_m$  und  $m$  umgeformt werden.

Die heute verfügbaren Daten stammen aus mehreren, mit großen Reflektoren bis zu einer wohldefinierten Grenzgröße zwischen 18,5 und 21 durchgeführten Durchmusterungen. Die Ergebnisse sollen später in Verbindung mit den kleinen scheinbaren Abweichungen von der Gleichförmigkeit, die als ein Einfluß der Rotverschiebung auf die scheinbare Helligkeit gedeutet werden, im einzelnen betrachtet werden. Bringt man wegen solcher Einflüsse geeignete Verbesserungen an, so entsprechen die Daten (innerhalb der kleinen Unsicherheiten der Messungen) bis zu den Grenzen der gegenwärtig vor-

<sup>6)</sup> Es sei  $d$  die der scheinbaren Helligkeit  $m$  entsprechende Entfernung,  $V$  das Volumen einer Kugel mit dem Radius  $d$ .  $C$  mit oder ohne Index entspricht verschiedenen Konstanten. Dann ist

$$\log d = 0,2 m + C_1, \quad N_m = C_2 V = C_3 d^3,$$

$$\log N_m = 3 \log d + C_4 = 0,6 m + C.$$

handenen Teleskope einer gleichförmigen Verteilung. Die Ergebnisse sind in der Gleichung

$$\log N_m = 0,6 (m - \Delta m) - 9,09 \pm 0,01$$

enthalten, wo  $N_m$  die Zahl der Nebel je Quadratgrad und  $\Delta m$  die Wirkung der Rotverschiebung bei der Größenklasse  $m$  ist.

Stellt man die gleichförmige Verteilung der Nebel der Verteilung der Sterne in unserm Sternsystem gegenüber, so ist die Leistungsfähigkeit des Fernrohres im einen Falle mit derjenigen des Auges im anderen Falle vergleichbar. Die Sterne der Milchstraße bilden ein in sich abgeschlossenes System, und die Sterndichte nimmt vom Kern zum Rande stetig ab. Darum nimmt für einen Beobachter innerhalb des Systems die Zahl der Sterne, die heller sind als eine gegebene Grenzgröße, mit der Größenklasse zu, doch nimmt der Zuwachs stetig ab. In Richtung auf die galaktischen Pole ist diese Erscheinung besonders ausgeprägt. In diesen Richtungen sind die Grenzen des Sternsystems am nächsten, und die Gesamtzahlen der Sterne in der Sichtlinie am kleinsten.

Bei einer mäßig hellen Grenzgröße übertrifft die Zahl der Sterne in der Milchstraße je Quadratgrad die Zahl der Nebel beträchtlich, aber das Gesetz des Anwachsens ist für beide nahezu dasselbe. Geht man zu immer schwächeren Grenzgrößen über, so zeigen die Nebelzahlen weiter eine konstante Zunahme, während die Zunahme der Sternzahlen stetig geringer wird. Schließlich nähert sich die Gesamtzahl der Nebel im Quadratgrad der Gesamtzahl der Sterne. In den Bereichen der galaktischen Pole kann man ungefähr bei der Größenklasse 21,5 Gleichheit erwarten. Das ist etwa die äußerste Grenze, bis zu welcher Nebel mit dem 100 inch-Reflektor unter günstigen Bedingungen beobachtet werden können. Diese Erwartung hat sich erfüllt, nachdem die größten Belichtungszeiten in hohen Breiten wirklich ebenso viele Nebel wie Sterne erkennen lassen. Diese Tatsache zeigt wieder die geradezu unheimliche Leistungsfähigkeit des Teleskops.

Die gleichförmige Verteilung in der Tiefe zeigt ganz eindeutig, daß die Nebel nicht dem galaktischen System angehören. Die einzige hierbei gemachte und durchaus vernünftige Annahme ist, daß die Leuchtkraftfunktion der Nebel nicht gerade derart von der Entfernung abhängt, daß sie die etwaigen Einflüsse einer abnehmenden Dichte genau aufhebt. Eine solche Leuchtkraftfunktion würde sehr gekünstelt und unwahrscheinlich sein. Das Reich der Nebel er-

scheint daher auch ohne weitere Kenntnisse über den Maßstab, in welchem es aufgebaut ist, als ein wohldefiniertes, einheitliches Gebilde, das sich vom Reiche der Sterne deutlich unterscheidet.

### Die Verteilung im Kleinen

Die Verteilung der Nebel im Kleinen, wie man sie aus den Unterschieden zwischen kleinen Musterfeldern herleitet, ist ganz deutlich ungleichförmig. Man findet die Nebel sowohl als Einzelgänger als auch in Gruppen verschiedener Größe bis zu den hier und da vorkommenden großen, dicht gedrängten Haufen von mehreren hundert Mitgliedern. Nur wenn man große Felder vergleicht, mittelt sich die Tendenz zur Haufenbildung heraus, und es ergibt sich eine nahezu gleichförmige Verteilung.

Die großen Haufen, die verhältnismäßig selten sind, werden von den Durchmusterungen ausgeschlossen und sollen später beschrieben werden. Hier beschränken wir uns auf die Mannigfaltigkeiten der Nebel einzelner und kleiner Gruppen. Die Eigentümlichkeiten der Veränderungen im Kleinen, wie man sie aus einer einzelnen Durchmusterung ableitet, hängen von der mittleren Nebelzahl je Feld ab, mit anderen Worten, von dem durchschnittlichen Raumvolumen je Feld, wobei es gleichgültig ist, ob das Volumen einem großen Raumwinkel bei kleiner Tiefe oder einem kleinen Raumwinkel bei großer Tiefe entspricht.

Bei der Durchmusterung bis zur 20. Größenklasse enthielt das Feld in der Polkappe etwa 45 Nebel je Platte, die vor der Umrechnung auf normale Bedingungen tatsächlich beobachtet wurden. Die Umrechnung der Zählungen und ihre Umformung auf die Anzahlen je Flächeneinheit beeinträchtigen die einfache Darstellung der Änderungen von Feld zu Feld, doch ist das Ergebnis klar und bedeutungsvoll.

Wären die Nebel nach den Gesetzen des Zufalls verteilt, so würden die Anzahlen  $N$  je Feld symmetrisch um ihren Mittelwert  $\bar{N}$  streuen. Tatsächlich beobachtet man jedoch eine unsymmetrische Streuung in dem Sinne, daß bei den kleinen Feldern ein auffälliger Überschuß besteht. Die Häufigkeitsverteilung von  $N$  gehorcht einer schiefen Fehlerkurve.

Ein kleiner Teil der Unsymmetrie wird durch die beschränkte Zahl der Daten und durch die unvermeidlichen Beobachtungs- und Umrechnungsfehler hervorgerufen. Der Rest hängt wahrscheinlich mit

der Neigung der Nebel zur Haufenbildung zusammen. Eine dem allgemeinen Feld entnommene Anzahl von Nebeln würde — sich selbst überlassen — einen einzigen besonders großen Haufen und einige besonders kleine Haufen bilden. Ein solcher Vorgang würde, wenn er in genügend großem Maßstab arbeitet, die unsymmetrische Verteilung der Exemplare qualitativ erklären. Setzt man die Neigung

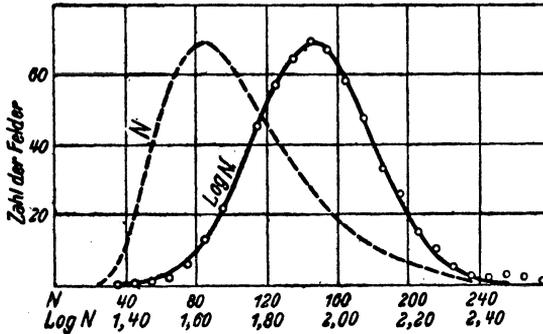


Abb. 7. Häufigkeitsverteilung von Feldern verschiedener Größen

Die Kreise bedeuten die Zahl der Felder, in welchen der  $\log$  der Nebelzahlen verschiedene Werte hat. Die glatte, durch die Kreise gezogene Kurve ist eine normale Gauß-Kurve. Die gute Übereinstimmung zeigt an, daß der  $\log N$  je Feld nach den Gesetzen des Zufalls um den Mittelwert von  $\log N$  streut. Setzt man statt des  $\log$  die einfachen Nebelzahlen, so folgt die unsymmetrische Verteilung (gestrichelte Kurve).

zur Haufenbildung voraus, so ist die unsymmetrische Verteilung von  $N$  (wenn  $N$  einigermaßen klein ist) eine natürliche Folge.

Nun ist es wohlbekannt, daß in einer Häufigkeitsverteilung dieser Art (Vorherrschen der kleinen Exemplare) der Ersatz von  $N$  durch  $\log N$  geeignet ist, die Symmetrie wieder zu verbessern. Eine bemerkenswerte Erscheinung bei der Nebeldurchmusterung ist nun die Tatsache, daß eine derartige Substitution die Unsymmetrie vollkommen beseitigt, die Symmetrie völlig wiederherstellt. Das Ergebnis ist in der Abb. 7 wiedergegeben, wo die Häufigkeitskurven für  $N$  und  $\log N$  je Feld aufgetragen sind. Die Häufigkeitsverteilung für  $\log N$  ist ungefähr eine normale Fehlerkurve und durch den Mittelwert  $\overline{\log N}$  und die Streuung (Dispersion)  $\sigma$  eindeutig bestimmt.

Dies scheint ein allgemeiner Zug der Nebelverteilung zu sein. Man findet ihn in allen Durchmusterungen, wo ganz feste Grenzgrößen streng eingehalten wurden, und die galaktische Verdunklung be-

rücksichtigt wurde. In jedem Falle folgt der  $\log N_m$  je Musterfeld ( $m$  ist die Grenzgröße) einer normalen Fehlerkurve, und das Ergebnis der Durchmusterung kann mit Hilfe der beiden Größen  $\overline{\log N_m}$  und  $\sigma$  dargestellt werden. Mit wachsender Größe  $m$  nimmt  $\log N_m$  zu und  $\sigma$  ab. Für Durchmusterungen schließlich, bei denen sehr große Felder verwendet wurden, entspricht die Streuung kaum mehr als den zufälligen Meßfehlern. Diese Durchmusterungen ähneln in ihrem Ergebnis sehr demjenigen der Statistik einer einheitlichen Bevölkerung, und daher darf man sagen, daß die Verteilung der Nebel statistisch gleichförmig ist.

Ein mehr graphischer Gesichtspunkt mag nebenbei erwähnt werden, da er eine Vorstellung von der Genauigkeit gibt, mit der die Streuung von  $\log N$  je Muster durch die normale Fehlerkurve dargestellt wird. Jede Durchmusterung wird gekennzeichnet durch  $\overline{\log N_m}$  und  $\sigma$ . Dennoch sind für den Vergleich verschiedener Durchmusterungen nicht die Mittel von  $\log N_m$ , d. h.  $\overline{\log N_m}$ , sondern die Mittel von  $N_m$ , d. h.  $\overline{N_m}$ , wesentlich. Denn die letzteren stellen die mittleren Nebelzahlen je Flächeneinheit dar und liefern daher die Gesamtzahl aller Nebel am Himmel mit einer Helligkeit, die größer ist als die Grenzgrößen der einzelnen Durchmusterungen. Man erforscht also die Verteilung der Nebel in der Tiefe, indem man  $\overline{N_m}$  oder, aus Gründen der Bequemlichkeit,  $\log \overline{N_m}$  mit  $m$  in Beziehung setzt.

Nun besteht zwischen diesen beiden Größen,  $\overline{\log N}$  und  $\log \overline{N}$  (der Index  $m$  ist weggelassen), eine sehr einfache geometrische Beziehung, wenn die Häufigkeitsverteilung der einzelnen  $\log N$  einer normalen Fehlerkurve entspricht. Dann ist<sup>7)</sup>

$$\log \overline{N} = \overline{\log N} + 1,152 \sigma^2.$$

Die beiden Seiten der Gleichung können für jede Durchmusterung unabhängig voneinander berechnet werden. Solche Berechnungen sind für die fünf mit großen Spiegelteleskopen durchgeführten Durchmusterungen angestellt worden. Ein Vergleich der beiden Seiten der Gleichung ergibt einen mittleren Unterschied von 0,002 im log oder etwa 0,5 v. H. in den Zahlen. Man kann wohl sagen, daß

<sup>7)</sup> Auf diese nützliche Beziehung wurde der Verfasser von Prof. R. C. Tolman vom California Institute of Technology aufmerksam gemacht.

dieses Ergebnis eine Vorstellung von der Genauigkeit gibt, mit der diese Bedingung erfüllt ist.

Die Wiederherstellung der Symmetrie durch die Transformation auf Logarithmen ist so genau, daß sie mehr für eine Eigenschaft der Zahlen als für eine solche der Nebelverteilung spricht. Dennoch hat man bis heute keine befriedigende, rein mathematische Erklärung gefunden, so daß alles für die zweite Möglichkeit spricht. So liefert dieser besondere Zug zugleich eine Darstellung und ein Maß für die Neigung zur Haufenbildung.

Es ist offensichtlich, daß die Gruppen und Haufen nicht der statistisch gleichförmigen Zufallsverteilung der Einzelnebel überlagert sind, sondern daß es sich um einen anderen Zusammenhang handelt. Es kann sein, daß die Haufen durch Verdichtungen im allgemeinen Felde entstanden sind, es kann aber auch eine Auflösung von Haufen das allgemeine Feld bevölkert haben. Man kann die Gleichungen, die die beobachtete Verteilung beschreiben ohne Zweifel auf Grund irgendeiner der beiden Voraussetzungen formulieren. Ihre Lösung dürfte in jedem Falle zum Verständnis der Nebelentwicklung beitragen.

Die Tendenz zur Haufenbildung zeigt gewisse Grenzen. Man kennt keine Zusammenballungen, die größer sind als die großen Haufen, und man kennt keine Haufen mit mehr als 1000 Mitgliedern. Tatsächlich mag die größte Bevölkerungszahl der Haufen sehr viel kleiner sein. Die Musterfelder, die im Durchschnitt groß gegen einen einzelnen Haufen sind sollten im allgemeinen die Theorie der Zufallsverteilung bestätigen. Die Häufigkeitsverteilungen von  $N$  je Feld müßten durch eine normale Fehlerkurve angenähert darstellbar sein. Kleine Musterfelder müßten eine unsymmetrische Häufigkeitsverteilung von  $N$  zeigen mit einem Überschuß an dünnbevölkerten Feldern. In diesem Sinne sind die durchschnittlichen Musterfelder in den verfügbaren Durchmusterungen klein, und so erklärt es sich, daß man tatsächlich einen solchen Überschuß beobachtet.

Das größte durchschnittliche Musterfeld — vorkommend in der bis zur äußersten Grenze,  $m = 21$ , getriebenen Durchmusterung — enthält auf jeder Platte 200 tatsächlich erkennbare Nebel. Die Streuung in  $\log N$  ist klein,  $\sigma = 0,084$ , und die Einflüsse der Beobachtungsfehler sind wahrscheinlich von etwa der gleichen Größenordnung wie die der wahren Streuung in der Nebelverteilung.

Unter diesen Umständen ist die Asymmetrie nicht sehr verwunderlich. Bei noch größeren durchschnittlichen Musterfeldern würde sie wahrscheinlich verschwinden.

### **Nebelgruppen**

Gruppen und Haufen sind sowohl bei der Untersuchung der besonderen Eigenschaften der Nebel als auch ihrer Verteilung von großer Bedeutung, denn ein jedes von ihnen bildet eine Muster-sammlung von Objekten, die sich alle im gleichen Abstand befinden. Wenn auch die Entfernung einer Gruppe unbekannt ist, so gibt uns doch das Verhältnis der scheinbaren Abmessungen der einzelnen Mitglieder zuverlässige Werte für das Verhältnis der absoluten Abmessungen.

Doppelte und dreifache Nebel kommen zahlreich vor. So ist der Strudelnebel M 51 doppelt. Der große Spiralnebel M 31 in der Andromeda mit seinen beiden Begleitern M 32 und NGC 205 ist ein dreifaches System, ebenso das galaktische System mit den begleitenden Magellanwolken. In solchen Systemen kommen alle Typen von Nebeln vor, und so geben sie uns Aufschluß über die relativen Abmessungen auf verschiedenen Stufen der Folge der Nebeltypen. Überdies kann man, wenn man die Entfernung der Gruppe kennt, diese gedrängten Systeme benutzen, um durch statistische Untersuchung der Radialgeschwindigkeiten die Größenordnung der Nebelmassen zu bestimmen. Die hierbei benutzten Methoden sind denen ähnlich, die man zur Bestimmung der Massen von Doppelsternen aus den Bahnbewegungen der Komponenten benutzt.

Man findet auch größere Gruppen von Nebeln, die den dünneren offenen Sternhaufen analog sind. Das galaktische System ist ein Mitglied einer solchen Gruppe, und seine benachbarten Kameraden waren die ersten Nebel, deren Entfernungen man bestimmen konnte. Das zuverlässigste Mittel zur Bestimmung der Entfernung, die Untersuchung der Cepheidenveränderlichen, ist bislang einzig auf diese lokale Gruppe beschränkt. Kleine Gruppen scheinen häufiger als große zu sein, doch hat man bisher den genauen gesetzmäßigen Zusammenhang zwischen der Häufigkeit und der Besetzungszahl nicht ermitteln können. Mangels einer genauen Kenntnis nimmt man an, daß die Häufigkeit mit wachsender Besetzungszahl abnimmt, und zwar über den ganzen Bereich der Gruppen und der lockeren Haufen bis zu den großen Haufen selbst.

### Nebelhaufen

Die Bezeichnungsweise der Haufen ist noch willkürlich und der Ausdruck „Haufen“ soll hier allein auf die großen Haufen angewendet werden. Der Ausdruck „Gruppe“ soll für alle kleineren Anhäufungen gebraucht werden. Die Haufen sind verhältnismäßig selten. Man kennt bis jetzt nur etwa 20. Doch deuten unvollständige Daten darauf hin, daß man bei Durchmusterungen, die bis zur 20. Größenklasse reichen, vielleicht einen Haufen auf je 50 Quadratgrad zu erwarten hat.

In ihrem Aussehen sind die Haufen einander merkwürdig ähnlich. Jeder besteht im Durchschnitt aus vielleicht 500 Mitgliedern, die über einen Bereich von etwa fünf Größenklassen streuen. Es ist schwierig, die Häufigkeitsverteilung der Größenklassen (das Zahlenverhältnis der Zwerge, Riesen und normalen Nebel) zu bestimmen, doch scheint sie symmetrisch um die mittlere oder häufigste Größenklasse zu liegen und ungefähr durch eine normale Fehlerkurve darstellbar zu sein. Die helleren Teile der Häufigkeitskurven sind die zuverlässigeren, da die hellen Riesennebel sich deutlich von den schwachen Nebeln des allgemeinen Feldes abheben. Diese Äste sind in den verschiedenen Haufen so ähnlich, daß die Größenklassen von etwa zehn der hellsten Mitglieder als zuverlässiges Maß für die Eigentümlichkeiten der Haufen selbst dienen können.

Die mittleren Größenklassen aller Mitglieder, die grundsätzlich das zuverlässigste Maß darstellen, sind nur in wenigen Fällen unmittelbar bestimmt worden. Solche Messungen erfordern die Unterscheidung der Haufenmitglieder von Nebeln des allgemeinen Feldes. Wenn das Problem auch im Falle heller Mitglieder keine Schwierigkeiten bereitet, so ist es im Falle schwacher Mitglieder mit Unsicherheiten behaftet, da die Feldnebel vergleichbarer Größenklassen verhältnismäßig zahlreich sind. Im allgemeinen nimmt man einfach schätzungsweise an, daß die mittlere oder häufigste Größenklasse eines Haufens um 2,5 Größenklassen schwächer ist als das hellste Mitglied, oder 2,1 Größenklassen schwächer als das fünfthellste Mitglied, oder man bedient sich einer anderen, ähnlichen, empirischen Faustregel.

Die Dichten der Haufen schwanken nur über einen verhältnismäßig kleinen Bereich, und eine Verdichtung nach dem Zentrum hin ist, wenngleich bemerkbar, nicht sehr auffällig. In dieser Hinsicht ähneln die Nebelhaufen mehr den offenen als den kugelförmigen

### Tafel III

#### Nebelgruppe (NGC 3185, 3187, 3190, 3193)

Die Gruppe (im Sternbild des Löwen; galaktische Länge  $180^\circ$ , Breite  $+56^\circ$ ) enthält die verschiedensten Typen — E 2 (3193),  $S_a$  (3190),  $SB_{ab}$  (3185) und  $SB_e$  (3187). Die scheinbaren Helligkeiten liegen zwischen 12 und 13,5, der Mittelwert beträgt 12,65. Für die lokale Verdunklung (Breiteneffekt) korrigiert, beträgt er 12,6.

Die mittlere wahre Leuchtkraft (Lichtstärke) dieser kleinen Mustersammlung ist etwa die gleiche, wie die der Nebel im allgemeinen. Die absolute Größenklasse eines solchen Nebels (vgl. Kap. VII) beträgt  $M_Q = -14,2$ . Daher folgt für die Entfernung der Gruppe im Löwen aus dem Modulus  $m - M = 26,8$  etwa 7,5 Millionen Lichtjahre.

Die von Humason für ein Mitglied der Gruppe (3193) gemessene Rotverschiebung entspricht einer Radialgeschwindigkeit von 1300 km/sec. Korrigiert man diese Geschwindigkeit um die Sonnenbewegung (vgl. Kap. V), so erhält man in Übereinstimmung mit den aus den Leuchtkräften hergeleiteten Entfernungen 7 Millionen Lichtjahre.

Die Aufnahme wurde am 24. Dezember 1935 mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Norden befindet sich oben;  $1 \text{ mm} = 5,7''$ .



**Sternhaufen.** Es kommen alle Nebeltypen vor, doch herrschen im Gegensatz zum allgemeinen Feld die frühen Typen und besonders die elliptischen Nebel vor. Im gewissen Sinne kann man jeden Haufen durch den häufigsten Typus charakterisieren, wenn auch die Streuung um diesen Typus herum beträchtlich ist. Es sind auch Anzeichen für einen Zusammenhang zwischen dem charakteristischen Typus und der Dichte vorhanden. Vermindert sich die Dichte des Haufens, so rückt der häufigste Typus in der Typenfolge vor. Die Daten sind sehr lückenhaft, doch legen sie in Verbindung mit dem Vorrherrschen später Typen unter den Einzelnebeln des allgemeinen Feldes die Möglichkeit nahe, daß die Nebel als Haufen geboren werden, und daß das allgemeine Feld durch den Abbau der Haufen bevölkert wird. Das sind aber nur Vermutungen, über die man sich unterhalten kann, die aber zur wissenschaftlichen Erörterung noch nicht reif sind. Man wird noch sehr viele Messungen machen müssen, ehe man an eine ernsthafte Behandlung des Problems gehen kann.

Infolge der Größe der durch die Haufen gelieferten Muster-sammlungen von Nebeln sollten die mittleren absoluten Abmessungen der verschiedenen Muster einigermaßen vergleichbar sein. Diese Annahme wird bestärkt durch die sichtbaren Eigenschaften der Haufen. Jeder einzelne von ihnen ähnelt im großen und ganzen einem und demselben typischen Haufen, so wie er in einer passend gewählten Entfernung erscheinen würde. Auf Grund dieser vorläufigen Hypothese der absoluten Vergleichbarkeit, die mit allen zur Zeit verfügbaren Daten verträglich ist, sind die relativen Entfernungen der Haufen durch die mittleren scheinbaren Helligkeiten ihrer Mitglieder oder für praktische Zwecke durch die scheinbaren Helligkeiten der hellsten Mitglieder gegeben. War also die absolute Entfernung des uns nächsten Haufens einmal bekannt, so waren es alsbald auch die absoluten Entfernungen aller beobachteten Haufen.

Will man auf große Entfernungen beobachten, so wählt man die schwächsten Haufen, da sie die weitest entfernten Objekte sind, denen man eine einheitliche Entfernung zuschreiben kann, und beobachtet der Einfachheit halber ihre hellsten Mitglieder. Diese hellsten Nebel in den Haufen ergeben Höchstentfernungen für eine bestimmte scheinbare Größenklasse.

Wir wollen die Ergebnisse der Durchmusterungen kurz zusammenfassen. Die Verteilung im kleinen ist unregelmäßig, doch im großen ist sie ungefähr gleichförmig. Von einer Änderung der Verteilung beim Fortschreiten in bestimmten Richtungen ist nichts zu be-

## Tafel IV

### Der Corona Borealis-Haufen

Der Corona Borealis-Haufen (Rektaszension =  $15^{\text{h}} 19,3^{\text{m}}$ , Dekl.  $27^{\circ} 56'$ , 1930; gal. Breite =  $10^{\circ}$ , Länge =  $+ 55^{\circ}$ ) ist ein typisches Beispiel für die großen kompakten Haufen. Etwa 400 Mitglieder, die meisten von diesen elliptische Nebel, sind in einem Himmelsareal von der Größe des Vollmondes vereinigt. Die Helligkeit des hellsten Mitgliedes beträgt  $m = 16,5$ , die des fünfhellsten  $m = 16,8$ , der Mittelwert für alle Mitglieder  $m = 19$  (geschätzt). Die schwächsten Mitglieder liegen an der äußersten Grenze des 100 inch-Reflektors (etwa  $m = 21,5$ ). Die Korrekturen wegen der lokalen Verdunklungen und der Einflüsse der Rotverschiebungen vermindern diese Größenklassen um etwa 0,25.

Da die Mitglieder dieses Haufens im Durchschnitt 6,1 Größenklassen schwächer als die Mitglieder des Virgo-Haufens sind, so sind sie etwa 16,5mal entfernter. Von Humason wurde an einem der hellsten Nebel des Corona Borealis-Haufens eine Rotverschiebung von 21000 km/sec gemessen. Diese Geschwindigkeit beträgt in guter Übereinstimmung mit den relativen Helligkeiten das 17fache des Virgo-Haufens. Die für den Corona Borealis-Haufen angenommene Entfernung wurde aus den mittleren absoluten Größenklassen der fünf hellsten Sterne für Haufen im allgemeinen abgeleitet. Da  $M_g = -16,4$  (Kap. VII) — der Modulus ist  $m - M = 32,95$  —, so beträgt die Entfernung 125 Millionen Lichtjahre.

Die Aufnahme wurde am 20. Juni 1933 mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Norden ist oben; 1 mm = 2,9".



merken. Der beobachtbare Bereich ist überall und in allen Richtungen ziemlich gleich beschaffen.

Die Nebel sind keine Mitglieder unsres Sternsystems. Seine Sterne bilden ein in sich geschlossenes System, das in das Reich der Nebel eingebettet ist.

Die Nebel, die dieses Reich bevölkern, sind einzeln und in Gruppen verstreut. Die Häufigkeit der Gruppen nimmt mit zunehmender Größe derselben ab. Die Gruppen sind Zusammenballungen im allgemeinen Feld und keine zusätzlichen, dem Felde überlagerten Kolonien. Die größten Gruppen — die großen Haufen — sind merkwürdig ähnlich aufgebaut. Ihre relativen Entfernungen sind durch ihre scheinbaren Abmessungen gegeben.

## Kapitel IV

### Die Entfernungen der Nebel

Die bisher besprochenen Daten bezogen sich auf die sichtbaren Züge und auf die Verteilung der Nebel, gaben jedoch keine Auskunft über ihre absoluten Entfernungen und Abmessungen. Die Untersuchungen folgten einer natürlichen Entwicklungslinie, die vor langer Zeit mit der Einführung photographischer Methoden begann. Die meisten Ergebnisse lagen innerhalb der Reichweite bescheidener Teleskope. Das durchgeführte Programm bildete den Vorläufer der Forschungen, aus denen dann ein eindeutiges Bild der Nebel hervorging: Die Nebel sind nahe verwandte Mitglieder einer großen Familie, und sind ziemlich gleichmäßig über den beobachtbaren Raum verteilt.

Gegenwärtig bemüht sich die Forschung um die Deutung dieses Bildes. Den Schlüssel zur Lösung des Rätsels bildete der Entfernungsmaßstab. Der Bestand an Messungsergebnissen über die Nebel wuchs und wuchs, aber er staute sich an dem Wall dieser unbekanntem Größe. Ohne Kenntnis der Entfernungen war an einen Fortschritt nicht zu denken.

Die Lösung des Problems ist das Werk der großen Fernrohre. Die Fernrohre und die Meßkunst machten ständige Fortschritte, und als sie einen bestimmten Entwicklungsstand erreicht hatten, brach der Wall. Durch die Bresche stürmte die Forschung vorwärts. Mit Hilfe der nunmehr bekannten Entfernungen wurden aus dem schon vorhandenen Wissen neue, fruchtbare Forschungsmethoden entwickelt. Besonders eine von ihnen, welche an die Rotverschiebungen in den Nebelspektren anknüpft, hat Ergebnisse gezeitigt, die der endgültigen Lösung des Entfernungsproblems an Bedeutung gleichkommen.

Die Untersuchungen der Nebel in einem absoluten Maßstabe beruhen auf zwei Annahmen. Die erste ist, daß die Entfernungen durch die scheinbaren Helligkeiten der eingeschlossenen Sterne bestimmt sind, und die zweite, daß die Rotverschiebungen lineare Funktionen der Entfernung sind. Diese Annahmen sind von grundsätzlicher Bedeutung, ihre Entwicklung wie auch ihre Anwendungen sollen ausführlich besprochen werden. Voran ging die Bestimmung der Entfernungen.

### Die Entwicklung der Entfernungskriterien

Die gegenwärtige Phase der Nebelforschung ist sehr jung. Drei Ereignisse sind von besonderer Bedeutung und wir könnten an jedes von ihnen anknüpfen. Die erste Radialgeschwindigkeit eines Nebels wurde 1912 gemessen; photographische Novae wurden 1917 entdeckt; die Cepheiden fand man 1924. Das zweite Datum, 1917, ist vielleicht das wichtigste, denn die Entdeckung der Novae auf photographischen Platten leitete die Untersuchung der Sterne innerhalb der Nebel ein. Sterne lieferten den Schlüssel zu den Entfernungen. Nachdem man endlich die Entfernungen für eine ausreichend große Zahl von Nebeln in Händen hatte, erkannte man diese als unabhängige Sternsysteme. Man untersuchte ihre allgemeinen Eigenschaften, und das Reich der Nebel war der eingehenderen Forschung eröffnet.

Die Untersuchungen wurden mit außerordentlichem Nachdruck betrieben. Im Laufe eines einzigen Jahrzehntes — von 1924 ab — wurden zuverlässige Meßverfahren für die Entfernungsbestimmung entwickelt, und die Erkundungen wurden bis zu den äußersten Reichweiten der Fernrohre vorwärts getrieben. Der beobachtbare Raum — unser Muster des Weltalls — kann nun als Ganzes betrachtet werden.

Absolute Genauigkeit und Endgültigkeit können von einer solchen ersten Erkundungsarbeit nicht erwartet werden. Die Überprüfung der Maßstäbe, die Ausgestaltung im einzelnen und besonders die Untersuchung des Einflusses vernachlässigter Faktoren müssen natürlich folgen. Jedenfalls wurden aber die groben Umrisse mit breiten Strichen gezeichnet. Nun konnte man neue Untersuchungen planen und die Ergebnisse wenigstens mit einer gewissen vorläufigen Kenntnis ihrer Beziehung zum gesamten Schema deuten.

Die Lage im Jahre 1917 war etwa die folgende. Man unterschied damals extragalaktische Nebel (dann als Spiralnebel oder Nebel der Spiralklasse bezeichnet) von den planetarischen und den diffusen Nebeln, denn die beiden letzteren wurden als Mitglieder des galaktischen Systems erkannt. Der Zustand der Spiralnebel löste von neuem den alten Streit über die Weltinseln aus. Die Welle der Mutmaßungen, die durch die helle Nova von 1885 in M 31 und in geringererem Maße durch die von 1895 in NGC 5253 angeregt war, hatte sich verlaufen. Für das Wichtigste hielt man die außerordentlich hohen, von Slipher gemessenen Radialgeschwindigkeiten und die große, von Van Maanen bestimmte Rotationsgeschwindigkeit von M 101. Auf Grund der Geschwindigkeiten schienen die Nebel außerhalb des Wirkungsbereiches

der Gravitation des galaktischen Systems zu liegen, während die beträchtliche Rotation auf eine mäßige Entfernung hindeutete, die M 101 in das galaktische System hineinverlegte. So stand man vor einem Widerspruch zwischen den Erfahrungstatsachen.

### Novae in Spiralnebeln

Im Juli 1917 fand Ritchey auf dem Mount Wilson-Observatorium auf einer Aufnahme des Spiralnebels NGC 6946 einen bis dahin nicht beobachteten Stern ( $m = 14,6$ ), der aus weiteren Unterlagen, einschließlich eines kleinen Spektrums, als Nova erkannt wurde<sup>1)</sup>. Ritchey und Curtis, letzterer am Lick-Observatorium, prüften beide unverzüglich alle doppelten Aufnahmen von Nebeln in den großen Sammlungen, die ihnen zur Verfügung standen, und fanden mehrere frühere Fälle, wo Novae in Spiralnebeln aufgetreten waren<sup>2)</sup>. Zwei besonders interessante Objekte wurden in einer Serie von Platten von M 31, die Ritchey im Jahre 1909 zusammengebracht hatte, entdeckt und weiter verfolgt. Die Lichtkurven hatten den typischen Novacharakter und zeigten den plötzlichen Ausbruch und das langsame Verschwinden ohne wieder aufzuleuchten, ganz wie im Falle der galaktischen Novae.

Beide Objekte in M 31 wurden schon bei ihrem Aufleuchten erwischt. Ihre Maxima konnten daher zu etwa  $m = 17$ , das ist 25000mal weniger als der schwächste mit bloßem Auge sichtbare Stern, bestimmt werden. Systematische Beobachtungen während der zwei nächsten Jahre führten zu der Entdeckung von 14 weiteren Novae in M 31; doch fand man keine in anderen Spiralnebeln. Diese Novae waren alle schwach und bildeten eine einheitliche Gruppe, von der die beiden von Ritchey entdeckten typische Beispiele waren. Die Nova aus dem Jahre 1885 in M 31 war jedoch von anderer Größenordnung. Ihre Helligkeit zur Zeit des Maximums bildete einen beträchtlichen Bruchteil der Gesamthelligkeit des Nebels, und sie ähnelte in dieser Hinsicht den photographischen Novae, die man in anderen, schwächeren Nebeln entdeckte. Es gab also offenbar zwei Gruppen von Novae, deren eine wahrscheinlich einige 1000mal heller war als die andere. Der Wert der neuen Beobachtungen hing von der Beantwortung der Frage ab: Welche von den beiden Gruppen,

<sup>1)</sup> Angezeigt im Harvard College Observatory Bulletin Nr. 641, 28. Juli 1917.

<sup>2)</sup> Publications of the Astronomical Society of the Pacific 29, 1917; Curtis, op. cit. S. 180; Ritchey, op. cit. S. 210.

Zwerge oder Riesen, sind — wenn überhaupt — mit den galaktischen Novae vergleichbar? Die Einteilung in Gruppen wurde von Curtis und anderen<sup>3)</sup> vorgeschlagen und das Problem wurde im Jahre 1920 von Lundmark in bestimmter Form ausgesprochen.

Im Jahre 1917, bevor man den Unterschied klar erkannt hatte, vermengte man die zur Verfügung stehenden Daten und hielt sie nicht richtig auseinander. Shapley, wie auch Curtis, erkannten dann sofort, daß die scheinbaren Helligkeiten der Novae in den Spiralnebeln auf große Entfernungen hindeuten, die im Durchschnitt mindestens 50- (Shapley) bis 100mal (Curtis) größer waren als die mittleren Entfernungen der galaktischen Novae<sup>4)</sup>.

Curtis sah in diesem Schluß einen schlagenden Beweis für die Hypothese der Weltinseln. Shapley hingegen hielt diesen Schluß nicht für bündig und neigte mehr zu der Hypothese, daß die Spiralnebel Mitglieder des galaktischen Systems seien. Er nahm an, daß man die Novae in den Spiralnebeln vielleicht als Sterne auffassen müsse, die in Berührung mit einer schnell bewegten Gasmasse gekommen sind. Später (1920) wurden diese beiden Anschauungen in einer Art von Debatte über den Maßstab des Weltalls („The Scale of the Universe“) vor der National Academy of Sciences ausführlich entwickelt<sup>5)</sup>.

<sup>3)</sup> Die ersten Untersuchungen über das Vorkommen von Novae in Spiralnebeln wurde ausschließlich von drei Forschern — Curtis und Shapley in Amerika und Lundmark in Schweden — durchgeführt. Später wurden weitere Beiträge geliefert, deren wichtigste von Luplan-Janssen und Haarh, „Die Parallaxe des Andromeda-Nebels“, *Astronomische Nachrichten* 215, 285, 1922, und von Oepik, „An Estimate of the Distance of the Andromeda Nebula“, *Astrophysical Journ.* 55, 406, 1922, stammen. Der erstere enthielt einen Vergleich zwischen den Novae in M 31 und im galaktischen System. Die beiden dabei verwendeten Methoden führten zu Entfernungen von 0,17 und 3,3 Millionen Lichtjahren. Die zweite Methode stellt eine sehr geniale Ausnutzung der (spektroskopischen) Rotationen von M 31 dar, die auf Grund der Annahme einer ähnlichen Leuchtkraftfunktion in dem Spiralnebel und im galaktischen System zu einer Entfernung von etwa 1,5 Millionen Lichtjahren für den Spiralnebel führte.

<sup>4)</sup> *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 26, 1917; Curtis, op. cit. S. 206; Shapley, op. cit. S. 213.

<sup>5)</sup> Die beiden Stellungnahmen wurden später in stark veränderter Form im *Bulletin of the National Council*, Nr. 11, 1921, veröffentlicht. Frühere Stellungnahmen findet man bei Shapley, „On the Existence of External Galaxies“, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 31, 261, 1919, und Curtis, „Modern Theoris of the Spiral Nebulae“, *Journ. of the Washington Academy of Science* 9, 217, 1919.

## Tafel V

### Novae im Messier 31

Linke Tafel, 20. September 1925. Die Nova Nr. 54 ist die hellste Nova, die mit Ausnahme der großen Supernova von 1885 in M 31 beobachtet wurde. Die Aufnahme wurde 8 Tage nach dem Maximum ( $m = 15,3$ ) gemacht. Die Helligkeit der Nova betrug  $m = 17,0$ . Einen Monat später war sie nicht mehr sichtbar.

Rechte Tafel, 4. Oktober 1932 (Aufnahme von Baade). Die Nova Nr. 108 hat etwa 9 Tage nach dem Maximum ( $m = 16,0$ ) die Helligkeit  $m = 17,0$ . Ein Spektrum dieser Nova, das von Humason photographiert wurde zeigt weitgehende Ähnlichkeit mit den Spektren der galaktischen Novae. Nova Nr. 109 hat 6 Tage nach dem (unbeobachteten) Maximum  $m = 16,7$ . Beide Aufnahmen wurden mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Westen ist oben (äußerer Rand der Seite);  $1 \text{ mm} = 7,0''$ .



Im gleichen Jahre veröffentlichte Lundmark<sup>6)</sup> einen erschöpfenden Bericht über die verfügbaren Daten, die die Beziehung der Spiralnebel zum Sternsystem und die Abschätzung der Nebelentfernungen betreffen. Diese Arbeit nebst der obigen Debatte fassen den damaligen Stand der Forschung zusammen. Die Novae lieferten offensichtlich ein wichtiges Entfernungskriterium, aber seine Anwendung hing von der Frage ab, ob man die Riesen oder die Zwerge mit den normalen Novae im galaktischen System zu identifizieren seien. Lundmark und Curtis entschieden sich beide dafür, daß eher die schwachen Novae in M 31 mit den galaktischen Novae vergleichbar seien<sup>7)</sup>, und schätzten die Entfernung des Spiralnebels auf die Größenordnung von einer halben Million Lichtjahren. Curtis schloß, daß die Spiralnebel unabhängige, dem galaktischen System ähnliche Systeme seien und uns „ein größeres Weltall anzeigen, in das man bis zu Entfernungen von 10 oder gar 100 Millionen Lichtjahren vordringen kann“. Shapley verwarf diese Folgerung und Lundmark<sup>8)</sup> verhielt sich abwartend. Alle drei jedoch stimmten darin überein, daß das neue, durch die Novae gelieferte Kriterium die Spiralnebel in beträchtliche Abstände vom Sonnensystem versetzt.

### Auflösung der Nebel

Die Entdeckung der Novae führte unvermeidlich zur Untersuchung des allgemeineren Problems der in einem Nebel enthaltenen Sterne, und dieses wieder zur endgültigen Lösung des Problems der Nebel-

<sup>6)</sup> „The Relations of the Globular Clusters and Spiral Nebulae to the Stellar System.“ Kungl. Svenska Vetenskapsakademiens Handlingar 60, Nr. 8, 1920.

<sup>7)</sup> Dies wurde später bestätigt, und die „Zwerge“ und „Riesen“ werden heute als „Normale Novae“ bzw. „Supernovae“ bezeichnet.

<sup>8)</sup> Lundmark schreibt wie folgt (S. 62 seiner Arbeit von 1920): „Die vorliegende Untersuchung hat zu dem Hauptergebnis geführt, daß sich die Spiralnebel in einer beträchtlichen Entfernung vom Sonnensystem befinden müssen. Schwieriger ist es zu entscheiden, ob sie Jeans' sternerzeugende Mechanismen oder entfernte Milchstraßen sind. In den vorliegenden Tatsachen sehen wir mehr eine Bestätigung für das Letztere; doch scheinen die Spiralnebel nicht von so großer Ausdehnung zu sein, wie man sie nach Shapleys Untersuchungen dem galaktischen System zuschreibt. Es spricht auch noch manches andere dagegen, anzunehmen, daß die Struktur der Milchstraße mit derjenigen der Spiralnebel übereinstimmt. Wenn sich Lundmark in seiner Arbeit auch sehr vorsichtig ausdrückt, so neigte Lundmark in der folgenden Erörterung doch ganz deutlich zur Annahme der extragalaktischen Natur der Spiralnebel.“

entfernungen. Im Jahre 1889 machte Ranyard, Herausgeber der „Knowledge“, bei der Reproduktion von Roberts Aufnahmen von M 31, der der erste Nebel war, der die Spiralstruktur der großen Nebel zeigte, auf die zahlreichen Sterne in den äußeren Bezirken aufmerksam. Diese Erscheinung erregte kein besonderes Aufsehen, da man damals annahm, daß alle diese weißen Nebel Weltinseln seien, und daß man sie auflösen könnte, wenn man nur genügend große Fernrohre hätte.

Roberts selbst gab keine so klare Deutung der körnigen Struktur der Spiralarme. Er gebrauchte unterschiedslos Ausdrücke wie „Sterne“, „sternähnliche Verdichtungen“, „von einem Nebelschleier umgebene Sterne“ für die Kerne und für die Körner<sup>9)</sup>. Nach und nach fing man an, den sternähnlichen Charakter der Verdichtungen anzuzweifeln. Und dieser Verdacht schien noch mehr gerechtfertigt, als Ritchey im Jahre 1910 seine mit dem neuen 60 inch-Reflektor gemachten Aufnahmen von großen Spiralnebeln beschrieb<sup>10)</sup>. Diese Aufnahmen hatten einen verhältnismäßig großen Maßstab und waren bei weitem die besten und schärfsten, die es damals gab. Als nun Ritchey feststellte, daß „alle diese Spiralnebel (einschließlich M 33, M 51, M 101 usw.) eine große Zahl von schwachen, sternähnlichen Verdichtungen enthalten, die ich nebelförmige Sterne nennen möchte“ und auf 2400 „nebelförmige Sterne“ in M 33, 1000 in M 101 usw. verwies, nahm man natürlich an, daß diese Verdichtungen im allgemeinen keine einzelnen, normalen Sterne seien<sup>11)</sup>. Diese Deutung der photographischen Bilder hat der Untersuchung der in den Nebeln vorkommenden Sterne sehr im Wege gestanden.

<sup>9)</sup> Isaac Roberts, Photographs of Stars, Star Clusters and Nebulae 2, 1900. Es mag noch aufmerksam gemacht werden auf S. 23 und 66 in Ranyards Beschreibung von M 31 in der Februarnummer (1889) von „Knowledge“.

<sup>10)</sup> Mt. Wilson Contribut. Nr. 47; Astrophysical Journ. 32, 26, 1910.

<sup>11)</sup> Dieser Eindruck wurde wesentlich verstärkt, als Shapley, 9 Jahre später, Mount Wilson-Aufnahmen mit folgenden Worten beschrieb: „Mit ein oder zwei möglichen Ausnahmen sind die Kerne in den Spiralnebeln so deutlich nebelförmig, daß man sie nicht als einzelne Sterne auffassen kann. Selbst bei Messier 33, wahrscheinlich der mit dem auffälligsten Kern versehene hellere Spiralnebel kann man auf Aufnahmen in großem Maßstabe leicht zwischen den Sternbildern und den „schwächeren“ nebelförmigen Kondensationen unterscheiden.“

„On the Existence of External Galaxies“, Publications of the Astronomical Society of the Pacific 31, 265, 1919. In dieser Arbeit gibt Shapley die Gründe an, die ihn zur Verwerfung der „Weltinsel-Hypothese der Spiralnebel“ führten.

Im Jahre 1920 stellte Lundmark bei einer Durchsicht von Ritcheys Aufnahme von M 33 „mehrere 1000 Sterne, die einen Teil eines ungeheueren Sternsystem bilden“, fest. Lundmark hatte jedoch nur eine Kopie<sup>12)</sup> gesehen, und angesichts von Ritcheys Folgerungen aus den Originalaufnahmen konnte man an die neue Deutung kaum ohne weitere Untersuchungen glauben. Die Tatsachen, die Lundmark<sup>13)</sup> schließlich als Beweise anbot, waren aus Spektren hergeleitet, die mit dem 36 inch-Reflektor spaltlos aufgenommen worden waren, und hatten keinen unmittelbaren Bezug auf die Frage, um die es sich eigentlich handelte. Das Wesen der Verdichtungen blieb weiterhin eine Frage von Vermutungen.

Die Lösung des Problems ergab sich dann einige Jahre später aus der Zusammenfassung der Ergebnisse von zwei getrennten, mit einem größeren Fernrohr, dem 100 inch-Reflektor, durchgeführten Untersuchungen<sup>14)</sup>. Die eine war eine Untersuchung photographischer Bilder von nebelförmigen Verdichtungen, wobei ein größeres Auflösungsvermögen als früher verwendet wurde; die andere war eine Untersuchung, die zur Entdeckung der Cepheidenveränderlichen in Nebeln führte. Eine nochmalige Prüfung von Ritcheys Aufnahmen der größeren Nebel bestätigte das frühere Ergebnis, daß die Bilder der Verdichtungen, obgleich diese sehr klein waren, weicher erscheinen als die gleich schwachen Bilder in Aufnahmen von Sternfeldern. Die Verdichtungen in den Kerngebieten jedoch überlagerten sich einem verhältnismäßig dichten, unaufgelösten Untergrund; diejenigen in den äußeren Bereichen, wo der Untergrund nicht so hervortrat, waren durch die verschiedenen Abbildungsfehler des Fernrohres verzerrt. Das sternunähnliche Aussehen der Bilder konnte also entweder im Wesen der Verdichtungen oder aber in photographischen Einflüssen unter besonderen Bedingungen begründet sein.

Die zweite Möglichkeit wurde auf zweierlei Weise untersucht; erstens durch kurze, auf die Kerngebiete zentrierte Belichtungen;

<sup>12)</sup> Lundmark sagt, daß ihm die Aufnahme von M 33 von Prof. v. Zeipel zur Verfügung gestellt wurde. Diese Aufnahme war wohl eine Kopie, denn das Original hat das Mount Wilson-Observatorium niemals verlassen.

<sup>13)</sup> Monthly Notices, Royal Astronomical Society 85, 890/891, 1925; vgl. auch Publications of the Astronomical Society of the Pacific 33, 324, 1921.

<sup>14)</sup> Die Auflösung eines Spiralnebels, M 33, wird in Mount Wilson Contribut. Nr. 310; Astrophysical Journ. 63, 236, 1926, erörtert. Dort wird auch auf frühere Arbeiten verwiesen.

zweitens durch längere Belichtungen, die sowohl auf die äußeren Bezirke der Nebel als auch auf benachbarte ausgewählte Gebiete gerichtet wurden. In beiden Fällen wurden die Aufnahmen unter kritischen Bedingungen mit dem 100 inch-Reflektor gemacht. Auf diesen Aufnahmen kommen Sternbildchen mit den kleinsten bis heute bekannten Winkeldurchmessern vor. Sie ergaben für die große Mehrzahl der Verdichtungen bei Vermeidung photographischer Unschärfen ein im wesentlichen durchaus sternähnliches Aussehen. Bei M 33 z. B. zeigten sich zwar viele Bildscheibchen, die man für Sterngruppen, Haufen und gelegentliche Nebelflecken halten muß, doch im übrigen waren die Bilder im allgemeinen von den schwachen Sternbildchen auf Platten, die auf Gebiete weit außerhalb der Nebel zentriert waren, nicht zu unterscheiden.

Diese Ergebnisse lieferten eine saubere Grundlage für weitere Untersuchungen. Sie bewiesen nicht, daß die Verdichtungen Sterne sind, sie bewiesen lediglich, daß das Aussehen ihrer photographischen Bilder nicht von dem der Sternbilder zu unterscheiden waren. Die Durchmesser der Verdichtungen können höchstens eine halbe Bogensekunde betragen. Doch bedeutet eine halbe Bogensekunde in großer Entfernung einen großen Durchmesser. So schließt z. B. ein Winkel von einer halben Sekunde in einer Entfernung von einer Million Lichtjahren eine Strecke von etwa  $2\frac{1}{2}$  Lichtjahren ein. Eine Kugel von diesem Durchmesser kann viele Sterne oder große Massen nicht-stellarer Materie enthalten.

Die endgültige Deutung der Verdichtungen als einzelne Sterne wurde erst möglich, als man einige der Verdichtungen als Cepheiden-veränderliche identifizierte, deren Lichtschwankungen sich als normal herausstellten. Würde nur ein einzelner Stern in einer Verdichtung, die aus einer Gruppe oder einem Haufen besteht, in seiner Helligkeit über einen bestimmten Bereich schwanken, so würde die Helligkeitsschwankung der Verdichtung als Ganzes sehr viel kleiner sein als die ihres einen veränderlichen Mitgliedes. Die normale Helligkeitsschwankung der cepheidenähnlichen Verdichtungen bewies also endgültig, daß diese aus einzelnen Sternen, nicht einmal aus Doppelsternen, geschweige denn aus Gruppen oder Haufen bestehen.

Andere Sterntypen wurden versuchsweise identifiziert; man fand, daß in den helleren Verdichtungen die frühen Typen (weiß oder blau) mit großen Leuchtkräften vorherrschen; die schwachen Novae in M 31 erkannte man als vergleichbar mit den galaktischen

Novae; ähnliche Objekte fand man auch in M 33. Die übrigen Verdichtungen zeigten eine Häufigkeitsverteilung der scheinbaren Helligkeiten, die in großen Zügen derjenigen ähnelte, wie man sie bei den helleren Sternen in unserem Sternsystem erwarten darf. Da man also die absoluten Leuchtkräfte auf Grund der Cepheiden, Novae und anderer Sterne wußte, so war die Analogie vollständig, und man erkannte nun die Verdichtungen ganz allgemein als einzelne Sterne an. Einen weiteren Beweis der Richtigkeit dieses Schlusses kann man in der Tatsache sehen, daß die allerhellsten Sterne in den Nebeln, deren Entfernungen mittels Cepheiden genau bestimmt sind, in ihrer absoluten Leuchtkraft mit den hellsten Sternen des galaktischen Systems vergleichbar sind.

### Cepheiden

Veränderliche Sterne wurden in extragalaktischen Nebeln zuerst im Jahre 1922 entdeckt, als Duncan<sup>15)</sup> von drei Veränderlichen innerhalb des Gebietes, das von M 33 bedeckt wird berichtete. Seine Daten reichten nicht aus, um die Art der Veränderungen feststellen zu können. Er verzichtete daher darauf, irgendeine Verbindung zwischen dem Nebel und den Veränderlichen zu behaupten. Im folgenden Jahre (1923) fand man in NGC 6822, einem unregelmäßigen Nebel ähnlich den Magellanwolken, ein Dutzend Veränderliche. Bei einigen dieser Veränderlichen zeigten sich Cepheideneigenschaften, die jedoch erst nach einem weiteren Jahre mit Sicherheit festgestellt wurden.

Einwandfrei wurde der erste extragalaktische Cepheide gegen Ende 1923 in M 31 erkannt<sup>16)</sup>. Im Herbst jenes Jahres war ein Beobachtungsprogramm zur Sammlung statistischer Daten über solche Novae aufgestellt worden, von denen man wußte, daß sie in den großen Spiralnebeln häufig sind. Die erste gute Aufnahme, die im Rahmen dieses Programms mit dem 100 inch-Reflektor gemacht wurde, führte zur Entdeckung von zwei gewöhnlichen Novae und einem schwachen Objekt der Größenklasse  $m = 18$ , von dem man zuerst annahm, daß es auch eine Nova sei. Durch Untersuchung der langen Reihe der schon früher durch die Beobachter auf dem

<sup>15)</sup> Publications of the Astronomical Society of the Pacific 34, 290, 1923.

<sup>16)</sup> Die ersten Hinweise auf Veränderliche in NGC 6822 und in M 31 findet man in den Annual Reports of the Mount Wilson Observatory der Jahre 1922—1923 und 1923—1924.

## Tafel VI

### **Cepheiden-Veränderliche in Messier 31**

Linke Aufnahme (Duncan), 24. August 1925; rechte Aufnahme, 26. November 1924. Das Gebiet gruppiert sich um einen offenen Haufen etwa 48' südlich vor dem Kern und nahe der großen Achse der Spirale (vgl. Titelbild). Die Sterne Nr. 43 und 44 sind unregelmäßige Veränderliche; die anderen sind Cepheiden. Die Helligkeitsänderungen sind bei Nr. 25, 26 und 30 auffällig und bei Nr. 37, 39, 43 und 48 noch bemerkbar.

Beide Aufnahmen wurden mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Osten ist oben (äußerer Rand der Seite); 1 mm = 5,0''.

Der Kugelhaufen im Titelbild ist auf der linken Aufnahme deutlich zu sehen. Er befindet sich 15,5 mm unter und 48,5 mm rechts von der linken oberen Ecke des schwarzen Randes. Das große, runde Bild des Haufens weicht insofern von dem Bild eines Sternes ab, als es keine Beugungserscheinungen zeigt.



Mount Wilson bei ihrer Suche nach neuen Sternen gemachten Aufnahmen ergab jedoch, daß das schwache Objekt ein veränderlicher Stern ist, und man konnte die Art seiner Veränderlichkeit leicht feststellen. Es handelte sich um einen typischen Cepheidenveränderlichen mit einer Periode von etwa 1 Monat. Seine absolute Leuchtkraft im Maximum, wie sie aus ähnlichen Sternen in der Magellanwolke folgt, war von der

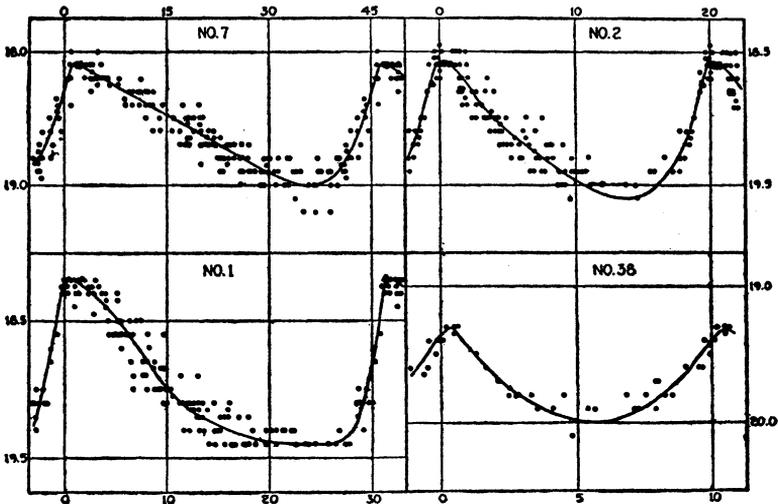


Abb. 8. Lichtkurven von vier Cepheiden in Messier 31

Die Ordinaten stellen scheinbare photographische Größenklassen dar, die Abszissen Tage. Die Punkte bedeuten innerhalb vieler verschiedener Perioden gemachte Beobachtungen. Die verschiedenen Perioden wurden überlagert und durch die Gesamtheit der Daten wurde eine normale Lichtkurve gezeichnet. Man beachte, daß der hellste Cepheide, Nr. 7, die längste Periode und der schwächste Cepheide, Nr. 38, die kürzeste Periode hat.

Größenordnung  $M = -4$  oder etwa 7000mal heller als die Sonne. Um die beobachtete Helligkeit ( $m_{\max} = 18,2$ ) zu erklären, ist eine Entfernung von rund 900000 Lichtjahren anzunehmen.

Diese erste eindeutige Identifizierung führte zu einem umfangreichen Studium der großen Spiralnebel, wobei man alles verfügbare Material ausnutzte. Im wesentlichen stützte man sich jedoch auf langbelichtete Aufnahmen des 100 inch-Reflektors. Gegen Ende 1924, als die ersten Ergebnisse veröffentlicht wurden, waren 36 Veränderliche bekannt, unter denen 12 als Cepheiden erkannt waren. Die

Größenordnung ihrer Entfernung war durchaus sichergestellt<sup>17)</sup>. Als im Jahre 1929 die Daten im einzelnen veröffentlicht wurden, kannte man 40 Cepheiden und 86 Novae<sup>18)</sup>. Die Lichtkurven von vier Cepheiden sind in der Abb. 8 wiedergegeben.

Inzwischen haben sich die Untersuchungen natürlich auch auf den benachbarten Spiralnebel M 33 erstreckt. Die zwei hellsten von Duncan entdeckten Objekte wurden als unregelmäßige Veränderliche und das schwächste als Cepheide identifiziert. Gegen Ende 1924 kannte man 22 Cepheiden. Im Jahre 1926 standen bereits 35 Cepheiden und 2 Novae zur Verfügung<sup>19)</sup>. Der unregelmäßige Nebel NGC 6822 lieferte 11 weitere Cepheiden. Auch beobachtete man in verschiedenen anderen Nebeln Veränderliche von unbestimmbarem Typus<sup>20)</sup>.

Die Cepheiden schienen nun unmißverständliche Entfernungskriterien zu liefern. Die Lichtkurven zeigten den typischen Verlauf, die Perioden zeigten die bekannte Beziehung zu den Helligkeiten, wie sie zuerst bei den Cepheiden in den Magellanwolken gefunden wurde. Die Spektraltypen waren natürlich noch nicht ermittelt, doch waren die Farben, die ja bereits einen gewissen Hinweis auf das Spektrum geben durchaus normal. Man konnte nun die Entfernungen der Spiralnebel mit genau den gleichen Methoden messen, die man auf die entfernteren Teile des galaktischen Systems anwandte. Das gilt besonders für das Kriterium der absoluten Sternhelligkeiten. Die größte Unsicherheit liegt in der Festlegung des Nullpunktes der Perioden-Helligkeitsbeziehung der Cepheiden, einer Konstante, die man braucht, um die scheinbaren Helligkeiten auf absolute Helligkeiten und somit auf Entfernungen umzurechnen. Man nahm im allgemeinen an, daß der Wert der Konstanten ungefähr von der

<sup>17)</sup> Die vorläufige Mitteilung über Cepheiden in M 31 und M 33 findet man in den Publications of the American Astronomical Society (33. Sitzung), Januar 1925. Die Mitteilung ist abgedruckt im Observatory 48, 139, 1925.

<sup>18)</sup> Mount Wilson Contribut. Nr. 376; Astrophysical Journ. 69, 103, 1929.

<sup>19)</sup> Mount Wilson Contribut. Nr. 310; Astrophysical Journ. 63, 236, 1926.

<sup>20)</sup> Mount Wilson Contribut. Nr. 304; Astrophysical Journ. 62, 409, 1925. Nach der Entdeckung der Veränderlichen, doch bevor man sie als Cepheiden identifizieren konnte, veröffentlichte Shapley eine provisorische Schätzung der Entfernung von NGC 6822 (Größenordnung von 1000000 Lichtjahren), die auf Analogien mit den Magellanwolken begründet war. Harvard College Observatory Bulletin Nr. 796, Dezember 1923.

richtigen Größe war, doch erwartete man mit neuen besseren Daten geringfügige Verbesserungen dieses Wertes. Bis dahin konnte man die Entfernungen der Spiralnebel ziemlich genau als Vielfache der Entfernung einer der Magellanwolken ausdrücken. Die genaue Festlegung des Absolutwertes der Einheit blieb späteren Untersuchungen vorbehalten.

### Die Nebel als ferne Milchstraßen

Die Cepheiden waren bei weitem nicht die hellsten Sterne, die in den Nebeln beobachtet wurden. Sie wurden von den Novae, gewissen unregelmäßigen Veränderlichen, und den blauen Riesen an Helligkeit übertroffen, und die relativen Helligkeiten lagen alle in der gleichen, normalen Reihenfolge wie im galaktischen System. Gelegentlich fand man diffuse Nebelflecke mit Emissionsspektren und eingeschlossenen blauen Sternen (ähnlich den galaktischen Nebeln). Später wurden dann auch Objekte ähnlich den Kugelhaufen in Hülle und Fülle entdeckt. Der Sterngehalt bildet ein vollkommenes Gegenstück zu dem, das man in den Magellanwolken oder im galaktischen System beobachten würde, wenn man diese aus sehr großer Entfernung beobachten könnte. Der Nachweis von einzelnen Sternen und von Radialgeschwindigkeiten war zu überzeugend, als daß man noch an der Theorie der Weltinseln zweifeln konnte.

Die Theorie hatte zwei Formen angenommen. Bei den „Weltinseln“ wurde nur angenommen, daß die Nebel unabhängige Sternsysteme sind, die sich über den extragalaktischen Raum verteilen. Die Auffassung als „ferne Milchstraßen“ schloß noch die Voraussetzung ein, daß die Abmessungen der Nebel vergleichbar mit denen des galaktischen Systems sind. In krassem Widerspruch zu diesen Auffassungen stand der unmittelbare und eindrucksvolle Nachweis von großen Rotationsgeschwindigkeiten<sup>21)</sup>. Schon 1916 berichtete van Maanen über eine jährliche Drehung von M 101 um 0,02<sup>22)</sup>.

<sup>21)</sup> Die Rotationen wurden aus dem Vergleich von Aufnahmen, die mehrere Jahre auseinanderliegen, bestimmt. Es wurden die relativen Lagen der Feldsterne und nebligen Verdichtungen gemessen. Beim Vergleich der Messungen ergaben sich systematische Unterschiede. Die Verschiebungen wurden als Bewegungen im Nebel gedeutet, die in der Zeit zwischen den beiden Aufnahmen stattgefunden haben, sei es nun eine Rotation der Nebel oder eine Bewegung der Verdichtungen längs der Spiralarme.

<sup>22)</sup> Mt. Wilson Contribut. Nr. 118; Astrophysical Journ. 44, 210, 1916.

Zwischen 1921 und 1923 veröffentlichte er für sechs andere Spiralen Rotationen von der gleichen Größenordnung und später weitere Messungen, welche die ersten Beobachtungen zu bestätigen schienen<sup>23)</sup>.

Diese großen Winkeldrehungen deuteten auf ziemlich kleine Entfernungen von höchstens einigen 1000 Lichtjahren hin und widersprachen somit vollkommen den Beobachtungen an Sternen. So ergab z. B. bei M 33, bei dem man aus Spektrogrammen die Bahngeschwindigkeit der Rotation kannte, die Winkelgeschwindigkeit der Rotation eine Entfernung von 2100 L.J., während man aus den Cepheiden eine Entfernung von 720000 L.J. ableitete. Lundmark wiederholte 1923 die Messungen an den beiden Platten von M 33 und fand auch eine Rotation in der gleichen Richtung. Doch war sie zahlenmäßig so klein, daß sie wohl innerhalb der Meßfehler lag<sup>24)</sup>. Im übrigen waren die Rotationsdaten, obgleich sie vollkommen einzig dastanden, in sich übereinstimmend, widersprachen aber der Theorie der Weltinseln durchaus.

Da sich die Beobachtung an Sternen und die Radialgeschwindigkeiten nicht mit der Winkeldrehung vereinbaren ließen, so blieb nichts anderes übrig, als eine der beiden Gruppen von Daten fallenzulassen. Da die Wahrscheinlichkeit zugunsten der Beobachtungen an Sternen sprach, so ignorierte man die Rotation der Nebel und entwickelte die Nebelforschung weiter, trotz eines krassen Widerspruchs unmittelbar an ihrer Wurzel. Erst im Jahre 1935 wurde dieser Widerspruch behoben, nachdem an verschiedenen Nebeln und mit sehr viel größeren Zeitintervallen von verschiedenen Beobachtern negative Ergebnisse erhalten worden waren, und als ferner gezeigt werden konnte, daß die früher abgeleiteten hohen Rotationsgeschwindigkeiten auf mehr oder weniger rätselhaften systematischen Fehlern beruhten und nichts mit einer wirklichen oder scheinbaren Bewegung in den Nebeln selbst zu tun hatten<sup>25)</sup>.

Ein anderer Einwand, der sich mehr gegen die Theorie der „fernen Milchstraßen“ als gegen die der „Weltinseln“ richtete, war der sehr große Durchmesser des galaktischen Systems. Shapley leitete aus

<sup>23)</sup> Eine allgemeine Beschreibung der scheinbaren Bewegungen in allen sieben Spiralnebeln gibt van Maanen im letzten Aufsatz der Reihe: „Internal Motion of the Spiral Nebulae Messier 33, NGC. 598“, Mt. Wilson Contribut. Nr. 260; Astrophysical Journ. 57, 264, 1923.

<sup>24)</sup> Mt. Wilson Contribut. Nr. 308; Astrophysical Journ. 63, 67, 1926.

<sup>25)</sup> Hubble, Mt. Wilson Contribut. Nr. 514; Astrophysical Journ. 81, 334, 1935. Dem Artikel folgt eine Feststellung van Maanens.

seinen Untersuchungen an kugelförmigen Sternhaufen einen Wert von 300000 L. J. ab<sup>26)</sup>. Wären die Nebel von vergleichbarer Größe, so würden die aus den scheinbaren Durchmesser folgenden Entfernungen viel zu groß ausfallen. Die Novae müßten dann eine unmögliche Helligkeit besitzen. Dieser Widerspruch schien damals sehr ernst zu sein; entweder waren die Abmessungen der Nebel oder die Helligkeiten der Novae von ganz anderer Größenordnung als man sie im galaktischen System beobachtete. Doch stellten die Novae das vertrauenerweckendere Entfernungskriterium dar, außerdem waren ja die so erhaltenen Entfernungen schließlich durch die Beobachtungen an Cepheiden bestätigt worden, ohne daß die Abmessungen mit ins Spiel kamen. Man schloß also, daß, wenn die Nebel Weltinseln sind, das galaktische System ein Kontinent sei.

Diese Erörterungen führten dann zu einem Vergleich des galaktischen Systems mit M 31, von dem man wußte, daß es eine ungewöhnlich große Spirale ist. Die große Ausdehnung des galaktischen Systems wurde nicht aus der allgemeinen Verteilung leuchtender Materie abgeleitet, die für die Flächenhelligkeit bestimmend ist, wie man sie aus großer Entfernung beobachten würde, sondern aus der Verteilung einiger Dutzend Kugelhaufen. Verdunklungseinflüsse wurden nicht berücksichtigt. Viele Haufen innerhalb oder nahe der Milchstraße erscheinen schwach, nicht weil sie sich in großen Entfernungen befinden, sondern weil sie durch Staub- und Gaswolken, welche die niederen Breiten durchziehen, geschwächt sind. Als man dann bei späteren Untersuchungen diese Einflüsse berücksichtigte, verkleinerte sich der aus der Verteilung der Kugelhaufen erhaltene Durchmesser des Systems auf die Hälfte oder vielleicht auch auf ein Drittel der ursprünglichen Schätzung von 300000 L. J.

Der Durchmesser von M 31 andererseits ist nur aus der allgemeinen Verteilung der leuchtenden Materie abgeleitet. Als man dann später auch in M 31 Kugelhaufen entdeckte, ergaben diese einen sehr viel größeren Durchmesser, dessen Größenordnung mit der des galaktischen Systems vergleichbar war, obgleich dieses offenbar einem weniger verdichteten Nebeltypus entspricht<sup>27)</sup>. Außerdem wurden die ursprünglichen Schätzungen durch einfaches Betrachten photographischer Aufnahmen kleiner Vergrößerung gewonnen, während sich solche Aufnahmen mit Photometern noch leicht bis zu visuell

<sup>26)</sup> Dieser Wert wird von Shapley in der schon erwähnten Auseinandersetzung „The Scale of the Universe“ angegeben.

<sup>27)</sup> Mt. Wilson Contribut. Nr. 452; Astrophysical Journ. 76, 44, 1932.

unerreichbaren Grenzen auswerten lassen. Man weiß heute, daß die gemessenen Durchmesser von M 31 mehr als doppelt so groß sind, wie die ursprünglichen Schätzungen ergaben, und daß sie recht gut mit den aus Kugelhaufen berechneten Durchmessern übereinstimmen<sup>28)</sup>).

Somit ist der Unterschied zwischen den Abmessungen von M 31 und denen des galaktischen Systems im wesentlichen verschwunden. Von einem besseren Blickpunkt aus gesehen ist der Kontinent zusammengeschrumpft und die Inseln sind gewachsen. Jedenfalls sind sie nun von gleicher Größenordnung. Das galaktische System kann man zu den größeren Nebeln rechnen. Die Kugelhaufen verteilen sich über einen großen Raumbereich, doch wird in den äußeren Bezirken, wo hier und da noch ein Kugelhaufen sichtbar ist, die Sterndichte wahrscheinlich sehr klein sein. Es ist gut möglich, daß das galaktische System, von M 31 aus gesehen, eine ebenso große Fläche am Himmel überdecken würde, wie M 31 von uns aus gesehen.

#### **Zusätzliche Kriterien für Nebelentfernungen**

Die Theorie der Weltinseln, selbst die der fernen Milchstraßen, ist nun durchaus gesichert und widerspruchsfrei. Als man die Cepheiden entdeckte, war die Lage nicht so eindeutig. In zwei auffälligen Spiralnebeln, M 31 und M 33, und in dem unregelmäßigen Nebel NGC 6822 wurden umfangreiche Untersuchungen der Sterne vorgenommen. Sie waren eindeutig unabhängige Sternsysteme mit Entfernungen von weniger als einer Million L.J. Man erkannte dann, daß die Magellanwolken auch extragalaktische Objekte in noch kleinerer Entfernung waren. Es stand also eine kleine Muster-sammlung von Nebeln zur Verfügung, die als Ausgangspunkt für weiterreichende Untersuchungen dienen konnte. Auf die Ergebnisse dieser Gruppe von Untersuchungen soll später eingegangen werden, doch soll die Art dieser Methoden schon an dieser Stelle beschrieben werden.

Die Nebelsammlung war so klein, daß man sie kaum als ein gutes Muster der Allgemeinheit bezeichnen konnte. Doch waren die Möglichkeiten, die sich uns in den Sternen der Nebel boten, keineswegs

---

<sup>28)</sup> Stebbins and Whitford „The Diameter of the Andromeda Nebulae“, Proceedings of the National Academy of Sciences 20, 93, 1934. Vgl. auch die späteren Messungen von Shapley, Harvard College Observatory Bulletin Nr. 895, 1934.

erschöpft. Die Cepheiden sind nicht die hellsten Sterne in den Nebeln. Sie werden — wie schon erwähnt — von normalen Novae, bestimmten unregelmäßigen Veränderlichen und von den blauen Riesen (O- und B-Sterne) an Helligkeit übertroffen. Jeder Sterntypus liefert Hinweise auf die Entfernung, die Cepheiden ziemlich genau, die anderen jedoch nur in grober Näherung. Sie sind jedoch alle wichtig, da nur die Sterne grundlegende Kriterien abgeben; alle anderen Methoden zur Bestimmung von Nebelentfernungen müssen letzten Endes doch mit Sternen geeicht werden.

Man muß erwarten, daß mit zunehmender Entfernung zuerst die Cepheiden, dann die unregelmäßigen Veränderlichen, dann die Novae und schließlich die blauen Riesen verschwinden und nur noch die allerhellsten Sterne sichtbar bleiben. Am Ende bleiben dann noch die Millionen von Nebeln, in denen keine Sterne mehr zu erkennen sind, ausgenommen gelegentliche Supernovae. Diese Erwartungen werden von der Beobachtung ziemlich genau erfüllt. Außerdem lassen die — allerdings spärlichen — Daten mit großer Wahrscheinlichkeit vermuten, daß die allerhellsten Sterne in späten Spiralnebeltypen alle nahezu dieselbe absolute Leuchtkraft besitzen. Es scheint eine obere Grenze der Sternhelligkeit zu geben, die etwa bei 50000 Sonnenhelligkeiten liegt, und die in den meisten großen Sternsystemen fast genau erreicht wird. Man kann also an einem Nebel eine rohe Abschätzung der Entfernung schon dann vornehmen, wenn nur ein einziger Stern in ihm zu entdecken ist.

Für statistische Zwecke arbeitet die Methode recht zuverlässig. Sie liefert eine Sammlung bestimmter Nebeltypen bekannter Entfernungen, die groß genug ist, um als eine einwandfreie Mustersammlung angesehen zu werden. Der größte Mangel der Methode ist der, daß im allgemeinen Sterne nur in den späteren offeneren Spiralnebeln und in den unregelmäßigen Nebeln beobachtet werden können. Glücklicherweise kann man in einigen Spiralen, die dem großen Virgonebelhaufen angehören Sterne feststellen. Die anderen Nebeltypen sind in den paar hundert Mitgliedern des Haufens gut vertreten. Man kann also ihre Entfernungen wie auch diejenigen der Spiralnebel aus Sternen ableiten. Die Analyse dieser großen Mustersammlung liefert Durchschnittseigenschaften der Nebel selbst, die dann als statistische Kriterien für die Entfernung dienen können, soweit man draußen im Raum überhaupt Nebel feststellen kann. Ein anderes Kriterium, dessen relative Genauigkeit mit wachsender Entfernung zunimmt, fand man in den Rotverschiebungen.

Die Erforschung des Reiches der Nebel wurde mit Hilfe dieser Kriterien durchgeführt. Die Untersuchungen werden durch die innere Übereinstimmung der Ergebnisse nachträglich weitgehend gerechtfertigt. Die Grundlagen waren sichergestellt, der Oberbau aber ruhte auf beträchtlichen Extrapolationen. Diese wurden auf jede nur erdenkliche Weise geprüft. Die meisten Prüfungen bezogen sich jedoch auf die innere Übereinstimmung der Ergebnisse. Die endgültige Anerkennung des Oberbaues ist weniger durch kritische und endgültige Experimente als vielmehr durch die ständige Ansammlung zuverlässiger Ergebnisse herbeigeführt worden.

## Kapitel V

### Die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung

#### Die ersten Nebelspektren

Spektren von Nebeln<sup>1)</sup> sind zuerst im Jahre 1864 von Sir William Huggins (1824–1910) visuell untersucht worden. Die Spektren der weißen Nebel, wie man die extragalaktischen Systeme damals nannte, waren offenbar kontinuierlich, doch waren sie so schwach, daß man keine Einzelheiten mit Sicherheit feststellen konnte. Die fortgesetzte Untersuchung des hellsten Nebels, M 31 führte dann zu der Vermutung, daß sowohl Absorptionslinien als auch Emissionslinien oder Banden vorhanden seien, und eine sehr schwache photographische Aufnahme aus dem Jahre 1888 schien diesen verlockenden Schluß zu bestätigen. Die obige Aufnahme war noch nicht veröffentlicht, als Scheiner im Jahre 1899 die Frage mit Hilfe besserer Spektren von M 31 klärte<sup>2)</sup>. Diese zeigten ein sonnenähnliches Spektrum ohne Emissionslinien. Er schloß daraus, daß der Spiralnebel ein Sternsystem sei, und belebte dadurch das schwindende Interesse an der Frage der Weltinseln. Fath und Wolf dehnten die Untersuchungen auf weitere Nebel aus und kamen zu ähnlichen Ergebnissen, und schließlich fand das Vorherrschen des Sonnentypus in den Spektren der helleren Spiralnebel allgemeine Anerkennung.

#### Die erste Radialgeschwindigkeit

Die erste Radialgeschwindigkeit eines Nebels wurde 1912 von V. M. Slipher am Lowell Observatory<sup>3)</sup> gemessen. Wenn auch der allgemeine Charakter der Spektren schon erkannt war, so war das schwierige Problem, die genaue Lage der Absorptionslinien zu bestimmen, noch nicht gelöst worden. Die Schwierigkeit steckte in der sehr geringen Flächenhelligkeit der Nebelbildchen. Im Gegensatz zu den Sternen, deren Licht von allen Fernrohren nahezu in einem

<sup>1)</sup> The Scientific Papers of Sir William Huggins (1909), S. 101 ff.

<sup>2)</sup> „On the Spectrum of the Great Nebulae in Andromeda“, *Astrophysical Journ.* 9, 149, 1899.

<sup>3)</sup> „The Radial Velocity of the Andromeda Nebula“, *Lowell Observatory Bulletin* Nr. 58, 1914.

## Tafel VII. Nebelspektren

A. Spektrum großer Dispersion von M 32 in Vergleich zum Sonnenspektrum. Die Spektren der Kernbezirke von M 31 und M 32 sind die einzigen Absorptionsspektren von Nebeln, die man mit größerer Dispersion hat aufnehmen können (bei  $4350\text{\AA}$  ist  $1\text{ mm} = 73\text{\AA}$ ). Sie ähneln weitgehend dem Sonnenspektrum, nur sind die Linien der Nebelspektren — wahrscheinlich als Folge innerer Bewegung im Nebel — etwas breiter. Die Zwergeigenschaften sind deutlich, und die absoluten Helligkeiten, die sich aus den relativen Linienintensitäten ergeben, sind in allen drei Spektren etwa die gleichen. Das Bild zeigt das Spektrum von M 32 (Mitte) unter dem Sonnenspektrum. Das Vergleichsspektrum (unten) stammt vom Eisenbogen. Rot ist rechts, Violett links. Die letzte deutliche Absorptionslinie rechts ist die  $H_{\beta}$ -Linie des Wasserstoffs. Die nahe der Mitte des Nebelspektrums hervortretenden Eisenlinien sind relativ zum Vergleichsspektrum nach Violett verschoben, entsprechend einer Geschwindigkeit von  $200\text{ km/sec}$ . Diese Geschwindigkeit beruht weitgehend auf der Bewegung der Sonne in ihrer Bahn um das Zentrum des galaktischen Systems. (Aufnahme von Humason.)

B. Spektrum von NGC 3115 mit Anzeichen von Rotation. NGC 3115 ist ein typisches Beispiel eines E 7-Nebels (vgl. Tafel I). Der Spalt des Spektrographen wurde längs der großen Achse des spindelförmigen Bildes gerichtet. Der obere Teil des Spektrums entspricht daher dem Licht von einem Ende des Nebels; der untere Teil dem Licht vom gegenüberliegenden Ende. Der mittlere Streifen rührt vom Licht des Kernbezirkes her.

Das auf der linken Seite (Violett) des Nebelspektrums sichtbare Paar von Absorptionslinien sind die H- und K-Linien des einfach ionisierten Calciums. Sie sind geneigt, ihr Oberteil ist gegen den vom Nebelkern herrührenden mittleren Teil nach Rot, der untere Teil nach Violett verschoben. Man deutet diese Neigung als Folge der Rotation des Nebels um seine kleine Achse. Relativ zum Kern nähert sich uns die eine Seite und die andere entfernt sich. Die Rotationsgeschwindigkeit und das Gesetz, nach dem sie sich mit dem Abstand vom Kern verändert, folgt aus der Neigung der Linien. (Aufnahme von Humason.)

C. Spektrum eines Nebels im Bootes-Haufen. Die Abbildung ist eine nichtretuschierte Vergrößerung eines von Humason aufgenommenen Spektrums mit einer Originaldispersion von  $1\text{ mm} = 875\text{\AA}$  bei  $4500\text{\AA}$ . Es zeigt die größte, noch gut bestimmbare Rotverschiebung, die je gemessen wurde — nämlich eine Geschwindigkeit von  $39000\text{ km/sec}$ . Da das Spektrogramm dicht an der äußersten Leistungsgrenze der Meßgeräte liegt, so sind die wesentlichen Züge nicht so sehr deutlich. Dennoch erkennt man gegenüber der stärksten Linie des Vergleichsspektrums (Heliumlinie  $4471\text{\AA}$ ) leicht die H- und K-Linie, die sich infolge der geringen Dispersion überdecken. Die Lücke im Nebelspektrum links von H und K beruht hauptsächlich auf einem linsenförmigen, unempfindlichen Fleck in der grobkörnigen Emulsion, die man zur Aufnahme des sehr schwachen Spektrums verwenden mußte. Die normalen Lagen von H und K in benachbarten Lichtquellen befinden sich nahe der zweiten Vergleichsline von links. (Vgl. das Spektrum der NGC 3115 auf dieser Tafel, wo H und K getrennt erscheinen, und wo die Rotverschiebung klein ist.)



Punkt vereinigt wird, ergeben die Nebel verhältnismäßig große Bilder, deren Flächen mit dem Quadrat der Brennweite des Fernrohres zunehmen. Größere Fernrohre verteilen, wenn die Öffnungsverhältnisse dieselben sind, nur mehr Licht über größere Flächen, wodurch die Flächenhelligkeit nicht erhöht wird.

Man kann dieser Schwierigkeit der unmittelbaren Photographie entgegen, indem man die Brennweite bei vorgegebener Öffnung verkürzt und somit das gesamte Licht in kleinere Bilder zwingt. Will man die Bilder jedoch durch Prismen hindurch photographieren, so bringt diese Veränderung des Fernrohres keine Vorteile. Die Erklärung ist einfach, da sie jedoch die Kenntnis der Eigenschaften optischer Instrumente voraussetzt, so soll sie hier nicht bis ins einzelne gegeben werden. Für große, gleichmäßig helle Flächen sind alle Fernrohre etwa gleich wirksam. Einen Vorteil kann man dann nur noch mit der Kamera hinter den Prismen erreichen, mit der das Spektrum photographiert wird. Diese Regel gilt nicht mehr im Falle kleiner Flächen, und bei den kleinen, sternähnlichen Bildern schwächerer Nebel. Hier sind die größeren Fernrohre sehr im Vorteil. Trotzdem ist die Lichtstärke der Kamera ein wichtiger Faktor bei der Aufnahme der Spektren schwacher Lichtquellen.

Slipher nutzte dieses Prinzip aus und brachte am 24 inch-Refraktor des Lowell Observatory einen Spektrographen kleiner Dispersion an, den er mit einer sehr lichtstarken, kurzbrennweitigen Kamera versah. Mit dieser Anordnung war es ihm möglich, gute Spektren von M 31 zu bekommen, deren Maßstab zwar klein war, jedoch ausreichte, um zu zeigen, daß die Absorptionslinien aus ihrer bekannten Lage ein wenig verschoben waren. Die Verschiebungen waren nach dem violetten Ende des Spektrums gerichtet und zeigten somit, daß die radiale Komponente der Bewegung auf die Erde zu gerichtet war. Genaue Messungen ergaben, daß die Annäherungsgeschwindigkeit etwa 300 km/sec betrug. Vier weitere im Herbst 1912 aufgenommene Spektren ergaben übereinstimmende Geschwindigkeiten, und die Ergebnisse konnten mit vollem Vertrauen auf ihre Zuverlässigkeit veröffentlicht werden.

### **Sliphers Liste der Radialgeschwindigkeiten**

Die Bestimmung der Geschwindigkeit von M 31 ist etwas ausführlicher besprochen worden, da der erste Schritt in Neuland stets schwierig und von besonderer Bedeutung ist. Ist der Bann einmal gebrochen, so ist die Weiterentwicklung verhältnismäßig einfach.

Doch ging die Sammlung von Nebelgeschwindigkeiten nur langsam voran und wurde immer schwieriger, nachdem die hellsten Objekte erledigt waren. Slipher führte die Arbeit nahezu allein durch. Im Jahre 1914 veröffentlichte er eine Liste von 13 Geschwindigkeiten<sup>4)</sup>, und bis 1925 hatte er es auf 41 Geschwindigkeiten gebracht<sup>5)</sup>. Einige der Geschwindigkeiten wurden an anderen Observatorien nochmals gemessen und konnten völlig bestätigt werden. Zu Sliphers Liste kamen nur noch vier neue Geschwindigkeiten hinzu. Im Jahre 1925 standen insgesamt 45 Nebelgeschwindigkeiten zur Verfügung<sup>5)</sup>.

Obgleich das erste Nebelspektrum, das vermessen wurde, eine negative Geschwindigkeit, d. h. eine Bewegung auf den Beobachter zu ergab, fand man jetzt in zunehmendem Maße positive Geschwindigkeiten, d. h. Bewegungen vom Beobachter weg, und bald herrschten die letzteren in der Liste vollkommen vor. Außerdem stieß man, nachdem die hellsten Nebel beobachtet waren, auf neue, überraschend große Geschwindigkeiten. Die vollständige Liste enthielt Geschwindigkeiten von  $-300$  km/sec bis  $+1800$  km/sec mit einem Mittelwert von etwa  $+600$  km/sec. Diese Geschwindigkeiten waren von einer vollkommen anderen Größenordnung, als man sie bisher an irgendwelchen bekannten Himmelskörpern beobachtet hatte. Sie waren so groß, daß sich die Nebel wahrscheinlich außerhalb des Wirkungsbereiches des Gravitationsfeldes des Sternsystems befanden. Es schien, als ob die Nebel unabhängige Weltkörper seien, und diese Folgerung war in Übereinstimmung mit der Theorie der Weltinseln.

### Die Deutung der Beobachtungen

#### Die Bewegung der Sonne relativ zu den Nebeln

Um die Beobachtungen zu deuten, hat man tatsächlich keine andere Theorie ernsthaft in Erwägung gezogen. Man nahm an, daß das Sternsystem mitsamt der Sonne sich außerordentlich schnell durch das Reich der Nebel hindurchbewegt, wobei sich die Nebel selbst wieder mit ähnlichen Geschwindigkeiten nach den verschiedensten Richtungen bewegen sollten. Jede beobachtete Geschwindigkeit

<sup>4)</sup> Slipher, „Spectrographic Observations of Nebulae.“ Seventeenth Meeting of the American Astronomical Society, August 1914; abgedruckt in *Popular Astronomy* 23, 21, 1915.

<sup>5)</sup> Die Liste ist in einer Arbeit von Strömberg veröffentlicht: „Analysis of Radial Velocities of Globular Clusters and Non-Galactic Nebulae“, *Mt. Wilson Contribut.* Nr. 292; *Astrophysical Journ.* 61, 353, 1925.

war also die Summe aus den Eigenbewegungen des Nebels und der Sonne im Raum<sup>6)</sup>. Beobachtet man eine genügende Anzahl von Nebeln, so fallen ihre nach den Gesetzen des Zufalles verteilten besonderen Bewegungen heraus und von der Gesamtheit der Daten bleibt nur das Spiegelbild der Sonnenbewegung übrig.

Dieses Prinzip war allgemein bekannt und hatte innerhalb des Sternsystems bei der Bestimmung der Sonnenbewegung relativ zu den Sternen gute Dienste geleistet. Auf Nebel wurde es zuerst 1916 von Truman angewendet, als erst ein Dutzend Nebelgeschwindigkeiten bekannt waren<sup>7)</sup>. Auch von anderen wurden die Gleichungen gelöst, so von Slipher<sup>8)</sup>, dem im Jahre 1917 25 Geschwindigkeiten zur Verfügung standen. Die zahlenmäßigen Ergebnisse waren einander ziemlich ähnlich, nämlich eine Sonnenbewegung, die als eine Bewegung des Sternsystems mit einer Geschwindigkeit von 672 km/sec in Richtung auf das Sternbild des Steinbocks gedeutet wurde.

Man erwartete, daß die Geschwindigkeiten der einzelnen Nebel viel kleiner werden würden als die beobachteten Geschwindigkeiten, wenn man die Sonnenbewegung rechnerisch beseitigte, und weiter, daß sie nach Zufallsgesetzen verteilt wären, daß es also ebenso viele Annäherungs- wie Fluchtgeschwindigkeiten geben müsse. In Wirklichkeit waren die übrigbleibenden Bewegungen noch groß und vorwiegend positiv, d. h. im Sinne einer Flucht. Die unsymmetrische Verteilung deutete auf eine systematische, sich der Sonnenbewegung überlagernde Ursache. Aus diesem Grunde führte Wirtz im Jahre 1918 einen scheinbar willkürlichen  $K$ -Wert ein — eine konstante Geschwindigkeit, die man von allen beobachteten Geschwindigkeiten abziehen muß, bevor an eine Untersuchung der Sonnenbewegung gegangen werden kann<sup>9)</sup>.

Der Gedanke an einen  $K$ -Wert war nicht neu. Er wurde z. B. schon bei der Bestimmung der Sonnenbewegung relativ zu den B-Sternen verwandt. In jenem Falle belief er sich auf etwa 4 km/sec, und man nahm an, daß er auf einem atmosphärischen Druckeffekt, dem Gravitationsfeld oder irgendeinem anderen, den blauen Riesen eigen-

<sup>6)</sup> Die Sonnenbewegung wiederum ist eine Überlagerung der Bewegung der Sonne im Sternsystem und der Bewegung des Sternsystems.

<sup>7)</sup> Truman, „The Motions of the Spiral Nebulae“, *Popular Astronomy* 24, 111, 1916.

<sup>8)</sup> Slipher, „Nebulae“, *Proceedings of the American Philosophical Society* 56, 403, 1917.

<sup>9)</sup> „Über die Bewegungen der Nebelflecke“, *Astronomische Nachrichten* 206, 109, 1918.

tümlichen Umstände beruhen müsse. Im Falle der Nebel jedoch war ein Wert von phantastischer Größe — nämlich etwa das hundertfache — erforderlich, um die Verteilung der restlichen Bewegungen wirksam zu beeinflussen. Die Einführung war ein logischer Schritt, doch bedurfte es einigen Mutes, um ein solches Wagnis zu unternehmen.

Wirtz' Formulierung des Problems enthielt den  $K$ -Wert zusammen mit der Sonnenbewegung als unbekannte Größen, die aus den Beobachtungsdaten bestimmt werden mußten. Zur Zeit seiner ersten Lösung kannte er nur 15 Geschwindigkeiten, doch 3 Jahre später (1921)<sup>10)</sup> wiederholte er die Untersuchungen mit 29 Geschwindigkeiten. Die neuen Werte waren von derselben Größenordnung wie die früheren. Der  $K$ -Wert betrug etwa 800 km/sec. Die Sonnenbewegung betrug wieder etwa 700 km/sec, war jetzt jedoch ungefähr auf den Nordpol des Himmels gerichtet. Wichtiger jedoch war, daß die Reste, oder mit anderen Worten die Eigenbewegungen der Nebel, mehr oder weniger zufällig verteilt waren. Die Andeutungen für einen systematischen Effekt waren fast verschwunden. Das Problem war nicht vollkommen gelöst — die Restbeträge waren nicht ganz befriedigend —, doch war der Fortschritt so deutlich, daß man den  $K$ -Wert als einen charakteristischen Zug der Nebelgeschwindigkeiten auffaßte. Alle nachfolgenden Untersuchungen dieses Problems rechneten mit dem  $K$ -Wert als etwas Gegebenem.

#### Der $K$ -Wert als Funktion des Abstandes

Als Wirtz zuerst den  $K$ -Wert einführte, stellte er nur fest, daß er wegen des Vorherrschens der positiven Vorzeichen und wegen der großen Zahlenwerte der Geschwindigkeiten nötig war. Er war sich vollkommen darüber klar, daß, wenn man die Verschiebungen der Spektrallinien als wirkliche Geschwindigkeitsverschiebungen deutete, der  $K$ -Wert eine systematische Fluchtbewegung aller Nebel vom Sternsystem weg darstellte. Er selbst war mit dieser Deutung nicht ganz einverstanden, doch ließ er die Frage offen und benutzte den  $K$ -Wert sozusagen als einen willkürlichen Kniff, „um den Erscheinungen gerecht zu werden“. Die Erklärung mochte später folgen.

<sup>10)</sup> Inzwischen hatte Lundmark unter Verwendung von 20 Nebelgeschwindigkeiten eine ähnliche Lösung mit ähnlichen Ergebnissen erhalten: „The Relations of the Globular Clusters and Spiral Nebulae to the Stellar System“, Kungl. Svenska Vetenskapsakademiens Handlingar 60, No. 8, 1920. Wirtz' zweite Arbeit heißt: „Einiges zur Statistik der Radialbewegungen von Spiralnebeln und Kugelsternhaufen“, *Astronomische Nachrichten* 215, 349, 1921.

Es schien jedoch, als habe die bestehende Theorie die Bedeutung des  $K$ -wertes bereits aufgezeigt. Im Jahre 1915 hatte Einstein seine kosmologische Gleichung aufgestellt, die die Beziehung zwischen dem Materieinhalt des Raumes und der Geometrie des Raumes aus der allgemeinen Relativitätstheorie ableitete. Auf Grund der Annahme, daß das Weltall statisch ist (d. h. sich nicht systematisch mit der Zeit verändert), fand er eine Lösung der Gleichung und hatte damit eine bestimmte Form des Universums beschrieben. De Sitter fand dann 1916—17 eine andere Lösung derselben Gleichung. Später wurde dann gezeigt, daß auf Grund der besonderen Annahmen keine anderen Lösungen möglich sind<sup>11)</sup>). Die beiden möglichen Modelle des Weltalls wurden sorgfältig untersucht, um zu erkennen, welches von beiden der von uns bewohnten Welt am nächsten kommt. Ein hervorstechender Unterschied zwischen den beiden war die Tatsache, daß de Sitters Theorie positive Verschiebungen (Rotverschiebungen) in den Spektren entfernter Lichtquellen voraussagte, die im Durchschnitt mit der Entfernung vom Beobachter zunehmen sollten. De Sitter kannte damals nur drei Geschwindigkeiten<sup>12)</sup>, konnte also keinen ausführlichen Vergleich zwischen Theorie und Beobachtung anstellen. Er stellte jedoch fest, daß die großen positiven Geschwindigkeiten der beiden schwächeren Nebel (NGC 1068 und 4594) im Gegensatz zu der negativen Geschwindigkeit des hellsten aller Spiralnebel, M 31, mit der Voraussage übereinstimmten.

Heute sieht man in der de Sitter-Welt nicht mehr ein Modell der wirklichen Welt, doch hat sie zu ihrer Zeit wesentlich dazu beigetragen, die Aufmerksamkeit auf die Möglichkeit eines veränderlichen  $K$ -wertes hinzulenken. Der zahlenmäßige Grad der Zunahme der Rotverschiebung mit der Entfernung wurde von der Theorie nicht vorausgesagt; die Zunahme konnte groß oder klein, ganz deutlich oder unmerklich sein. Diese Frage konnte nur durch die Beobachtung entschieden werden. Aber zu den notwendigen Daten

<sup>11)</sup> „On Einsteins Theory of Gravitation and its Astronomical Consequences.“ — Drei Arbeiten in den Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 76, 699, 1916; 77, 155, 1916; 78, 1, 1917. Eine dritte Lösung, die einen besonderen Fall, der der speziellen Relativitätstheorie entspricht, darstellte, war möglich, doch war sie im Hinblick auf eine physikalische Deutung des Weltalls von geringem Interesse.

<sup>12)</sup> Sliphers Liste von 30 Geschwindigkeiten — ebenfalls 1914 veröffentlicht — hatte de Sitter, in Folge des Krieges, nicht erhalten. Aus dem gleichen Grunde kannte Wirtz im Jahre 1918 wahrscheinlich de Sitters Arbeiten nicht.

gehörten die Entfernungen der Nebel, und die waren unbekannt. Diese Tatsache, zusammen mit einem vielleicht natürlichen Trägheitswiderstande gegen so umstürzende Ideen, die außerdem noch in der ungewohnten Sprache der allgemeinen Relativitätstheorie ausgedrückt waren, wirkte nicht gerade ermutigend auf die Forschung. Erst nachdem Eddington und andere die neuen Vorstellungen einer breiteren Öffentlichkeit zugänglich gemacht hatten, ging man ernstlich an das Problem heran.

Wenn die Geschwindigkeiten mit der Entfernung zunehmen, so konnte der große konstante  $K$ -Wert diejenige Geschwindigkeit darstellen, die der mittleren Entfernung der beobachteten Nebelgruppe entspricht. Diese Möglichkeit wurde allgemein erkannt, doch scheint sie von niemandem ausdrücklich ausgesprochen worden zu sein. Man formulierte das Problem so: Ist der  $K$ -Wert für alle Nebel konstant, oder verändert er sich mit der Entfernung?

Die absoluten Entfernungen der Nebel waren sehr unsicher. Die einzigen verfügbaren Kriterien für relative Entfernungen waren scheinbare Durchmesser und scheinbare Helligkeiten. Auf beide war kein Verlaß, da die Schwankungsbereiche der wahren Größen und Helligkeiten nicht bekannt waren. Man hielt sie für beträchtlich. In dem Dreiersystem von M 31 mit seinen beiden Begleitern z. B. liegen die Durchmesser zwischen 60 und 1 und die Leuchtkräfte zwischen 100 und 1. Es lag kein Grund vor, anzunehmen, daß selbst diese Bereiche für die Nebel im großen gelten würden. Dennoch befanden sich die kleineren, schwächeren Nebel im allgemeinen zweifellos in größeren durchschnittlichen Entfernungen als die größeren, helleren Objekte.

Die Kriterien mögen nützliche Dienste leisten, vorausgesetzt, daß die durch die Geschwindigkeiten überdeckte Entfernungsspanne so groß ist, daß sie die durch die Kriterien hervorgerufenen Streuungen unschädlich macht.

Wirtz, der auf diesem Gebiete führend war, machte 1924 den ersten Versuch, den  $K$ -Wert als Funktion der Entfernung auszudrücken, und benutzte dazu die scheinbaren Durchmesser und Geschwindigkeiten von 42 Nebeln<sup>13)</sup>. Er stieß auf einen einleuchtenden Zusammenhang der erwarteten Art — die Geschwindigkeiten nahmen mit abnehmenden Durchmessern zu. Die Ergebnisse waren aber mehr bestechend als endgültig. Sie waren nicht nur mit der aus der un-

<sup>13)</sup> „De Sitters Kosmologie und die Bewegungen der Spiralnebel“, *Astronomische Nachrichten* 222, 21, 1924.

bekannten Streuung der wahren Durchmesser folgenden Unsicherheit behaftet, sondern sie enthielten auch die Einflüsse einer anscheinend vorhandenen Beziehung zwischen Geschwindigkeit und Konzentration der Nebel. Die stark verdichteten kugelförmigen Nebel zeigten als Klasse die größte mittlere Geschwindigkeit, und die großen, schwachen, unregelmäßigen Nebel und offenen Spiralen zeigten die kleinsten Geschwindigkeiten. Zwischen diesen Grenzen nahmen die Geschwindigkeiten mit der Verdichtung zu.

Diese Beziehung war allgemein bekannt und hatte zu den erfolglosen Versuchen geführt, die  $K$ -Werte als Einstein-Verschiebungen zu deuten, die durch starke Gravitationsfelder erzeugt werden — analog zu der Rotverschiebung im Sonnenspektrum, die als ein experimentum crucis für die allgemeine Relativitätstheorie herangezogen worden ist. Schließlich bemerkte man, daß die Beziehung nichts als ein reiner Ausleseeffekt war. Die dichten Objekte wurden wegen ihrer größeren Flächenhelligkeit bei der schwierigen Aufgabe der photographischen Aufnahme von Nebelspektren bevorzugt. Obgleich also diese Objekte verhältnismäßig selten sind, so herrschte doch eine begreifliche Neigung, gerade sie zur Untersuchung schwacher Nebel zu benutzen. Im Durchschnitt sind sie die schwächsten und entferntesten aller beobachteten Nebel und haben aus diesem Grunde die größten mittleren Geschwindigkeiten. Doch diese Erklärung kam viel später. Zunächst glaubte man, daß die Abnahme der Durchmesser einer Zunahme der Dichte oder der Entfernung oder beider bedeute; die Beziehung zwischen Durchmesser und Entfernung war daher sehr vieldeutig.

Außerdem hatte Wirtz nicht einfach die Durchmesser benutzt, sondern deren Logarithmen. Diese Ausdrucksweise war zweckmäßig, veranlaßte ihn aber, seine Ergebnisse als eine lineare Beziehung zwischen den Geschwindigkeiten und den Logarithmen der Durchmesser oder, wie er glaubte, den Logarithmen der Entfernungen auszudrücken. Eine solche Beziehung weicht aber grundsätzlich von der Gesetzmäßigkeit ab, die de Sitter vorausgesagt hatte. Da nun immer noch eine Erklärung als Verdichtungseinfluß möglich war, so war man unter den Astronomen geneigt, die Entscheidung zu vertagen, bis mehr Beobachtungsdaten vorliegen würden.

Wirtz<sup>14)</sup> führte einige Gründe dafür an, daß seine Beziehung nicht vollständig auf einer Schwankung der wahren Durchmesser

<sup>14)</sup> Wirtz veröffentlichte später eine anregende allgemeinverständliche Darstellung der Untersuchung und ihrer Folgerungen (Scientia 38, 303, 1925), worin er annahm, daß sich de Sitters Voraussage bewahrheitet hätte.

oder der Flächenhelligkeit beruhen könne. Kurz darauf zeigte dann Dose<sup>15)</sup>, daß eine ähnliche, wenn auch weniger deutliche Beziehung zwischen den Geschwindigkeiten und den Durchmessern selbst bestehe. Trotzdem gelang es weder Lundmark<sup>16)</sup> noch Strömberg<sup>17)</sup> in späteren Untersuchungen, irgendeine endgültige Beziehung zwischen der Geschwindigkeit und der Entfernung zu finden. Im Jahre 1924 schloß Lundmark ziemlich optimistisch, indem er dieselben Nebel wie Wirtz benutzte und Durchmesser mit Helligkeiten zu einem Entfernungskriterium vereinigte, daß „es eine, wenn auch nicht ausgeprägte, Beziehung zwischen den beiden Größen (Geschwindigkeit und Entfernung) geben kann“. Im Jahre 1925 verwendete dann Strömberg ausschließlich die Helligkeiten als Entfernungskriterien. Er machte eine ungemein scharfsinnige Analyse der Daten und „fand keinen ausreichenden Grund zu der Annahme, daß irgendeine Abhängigkeit der radialen Bewegung vom Abstände von der Sonne bestehe“. Diese Behauptung bezog sich natürlich auf die damals vorhandenen Unterlagen. Sie stellte den Standpunkt des reinen Beobachters dar, nämlich daß die Daten — welches auch immer die Wahrheit sein möge — eine Beziehung nicht bewiesen. Weitere Erörterungen hätten wahrscheinlich nichts Neues gebracht; was nötig war, das waren weitere Daten und genauere Entfernungskriterien. Strömberg stellte indessen ziemlich klar ans Licht, daß der  $K$ -Wert, wenn er sich auch scheinbar nicht systematisch mit der Entfernung ändere, doch wahrscheinlich von Nebel zu Nebel schwankt, da er bei M 31 und den Magellanwolken klein, bei NGC 584 (bei dem die größte Geschwindigkeit, 1810 km/sec, gemessen worden war) aber groß ist.

Kurz darauf versuchte Lundmark einen entscheidenden Anlauf, um einen veränderlichen  $K$ -Wert aufzufinden<sup>18)</sup>. Er verwendete dieselben Daten wie vorher, doch ersetzte er in den Gleichungen den konstanten  $K$ -Wert durch eine Potenzreihe der Form

$$K = k + lr + mr^2,$$

<sup>15)</sup> „Zur Statik der nichtgalaktischen Nebel...“, *Astronomische Nachrichten* 229, 157, 1927.

<sup>16)</sup> „The Determination of the Curvature of Space-Time in de Sitter's World“, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 84, 747, 1924.

<sup>17)</sup> „Analysis of Radial Velocities of Globular Clusters and Non-Galactic Nebulae“, *Mt. Wilson Contribut. Nr. 292; Astrophysical Journ.* 61, 353, 1925.

<sup>18)</sup> „The Motions and the Distances of Spiral Nebulae“, *Monthly Notices, Royal Astronomical Society*, 85, 865, 1925.

wo  $r$  der Abstand in Einheiten der unbestimmten Entfernung von M 31 war. Die Ergebnisse waren enttäuschend. Die Konstante  $k$  ergab sich zu 512 km/sec, etwas kleiner, jedoch von derselben Größenordnung wie die früheren  $K$ -Werte. Der Koeffizient  $l$  war klein und unsicher, etwa 10 km/sec, und zeigte einen schwachen Entfernungseinfluß. Aber der Koeffizient  $m$  — klein und noch unsicher — war negativ, nämlich  $-0,094$ . Lundmark nahm an, daß  $m$ , obgleich sein genauer Wert unsicher war, eine reelle Bedeutung haben müsse, und daß dadurch der Entweichgeschwindigkeit der Nebel eine obere Grenze gesetzt sei, die die Nebel — von ihrer Eigenbewegung abgesehen — nie ganz erreichen könnten. Er schloß, daß man „kaum erwarten könne, unter den Spiralnebeln Radialgeschwindigkeiten zu finden, die größer als  $+3000$  km/sec sind“.

### Die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung

Bis Ende 1929 veränderte sich an dieser Lage nichts. Slipher hatte sich anderen Aufgaben zugewandt, und es waren nur zwei oder drei weitere Geschwindigkeiten bestimmt worden. Doch hatte man neue Entfernungskriterien entwickelt, die sehr viel zuverlässiger waren, als die aus scheinbarer Größe und Helligkeit abgeleiteten. Die neuen Kriterien wurden, wie im vorigen Kapitel beschrieben, von den in den Nebeln enthaltenen Sternen und nicht von den Nebeln selbst geliefert. Man wußte jetzt, daß die Nebel unabhängige, über den extragalaktischen Raum verstreute Sternsysteme sind. Bei einigen wenigen der allernächsten Nachbarn konnte man Schwärme von Sternen photographieren und unter diesen verschiedene, im galaktischen System wohlbekanntere Typen wiedererkennen. Die scheinbare Helligkeit dieser Sterne ergab dann zuverlässige Entfernungen für die betreffenden Nebel.

Weniger genaue Entfernungen erhielt man aus der scheinbaren Helligkeit der hellsten Sterne in den Nebeln. Dieses Kriterium konnte bis zum nächsten unter den großen Haufen, dem Virgo-Haufen, angewendet werden, dessen Entfernung 6 bis 7 Millionen Lichtjahre beträgt. Die Streuung des neuen Kriteriums war einigermaßen klein im Vergleich zu dem Entfernungsbereich, der den Geschwindigkeiten entsprach. Diese neue Entwicklung führte unvermeidlich zu einer nochmaligen Untersuchung des  $K$ -Wertes als Funktion des Abstandes.

Obwohl 1929 die Geschwindigkeiten von 46 Objekten zur Verfügung standen, lieferten die neuen Kriterien nur die Entfernungen

von 18 Einzelnebeln und dem Virgo-Haufen. Indessen waren die Unsicherheiten in den Entfernungen im Vergleich zu dem Bereich, über den sie verteilt waren, so klein, daß aus den Daten die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung (Abb. 9) im wesentlichen in ihrer heutigen Form hervorging<sup>19)</sup>.

Für die Bewegung der Sonne relativ zu den Nebeln fand man etwa 280 km/sec in Richtung auf den hellen Stern Wega. Dieses Ergebnis weicht nicht sehr ab von der aus der galaktischen Rotation

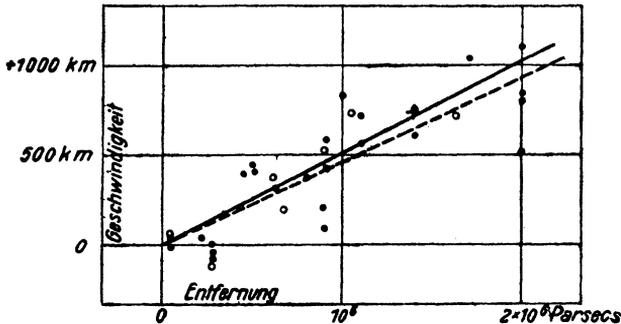


Abb. 9. Die Formulierung der Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung Die bezüglich der Sonnenbewegung umgerechneten Radialgeschwindigkeiten (in km/sec) sind gegen die Entfernungen (in parsec), geschätzt aus den eingeschlossenen Sternen, beim Virgo-Haufen (vertreten durch die vier entferntesten Nebel) aus der mittleren Helligkeit aller Nebel im Haufen aufgetragen. Die schwarzen Punkte und die ausgezogene Linie stellen eine Lösung unter Verwendung einzelner Nebel dar, die Kreise und die gestrichelte Linie eine Lösung, bei der die Nebel in Gruppen zusammengefaßt wurden.

folgenden Sonnenbewegung — nämlich ihrer Bahnbewegung um das galaktische Zentrum. Diese Übereinstimmung zeigt deutlich, daß die Bewegung des galaktischen Systems unter den Nebeln klein sein muß. Die Daten reichen aber noch nicht aus, um diese Bewegung mit einiger Genauigkeit zu bestimmen.

Der  $K$ -Wert ließ sich recht gut durch eine lineare Funktion der Entfernung darstellen. Die Geschwindigkeiten nahmen im beobachteten Entfernungsbereich von etwa 6,5 Millionen Lichtjahren im Mittel um 160 km/sec je Million Lichtjahre zu. Beseitigte man durch

<sup>19)</sup> E. Hubble, „A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae“, Proceedings of the National Academy of Sciences 15, 168, 1929.

Rechnung die Entfernungseinflüsse und die Sonnenbewegung aus den beobachteten Geschwindigkeiten, so betrogen die Reste, welche die Eigenbewegungen der Nebel darstellen, im Mittel 160 km/sec. Innerhalb dieser Reste waren die Annäherungsgeschwindigkeiten etwa ebenso häufig wie die Fluchtgeschwindigkeiten. Die beobachteten Geschwindigkeiten waren damit in eine Ordnung gebracht und die Streuung der Reste war theoretisch nicht zu beanstanden.

Nachdem man erst einmal die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung aufgestellt hatte, konnte sie natürlich dazu dienen, die Entfernungen aller Nebel bekannter Geschwindigkeit zu bestimmen. Die erste Anwendung des neuen Kriteriums erstreckte sich auf diejenigen Nebel in Sliphers Liste, in denen keine Sterne beobachtet werden konnten. Die beobachteten und durch den  $K$ -Wert geteilten Geschwindigkeiten ergaben die Entfernungen, deren einzige Unsicherheiten durch die Eigenbewegungen hervorgerufen wurden. Die Entfernungen und die scheinbaren Helligkeiten ergaben dann zusammen die wahren Leuchtkräfte. Die auf diese Weise abgeleiteten wahren Leuchtkräfte waren streng vergleichbar mit denen der Nebel, in denen man Sterne beobachtet hatte; in beiden Fällen stimmten die mittleren Leuchtkräfte und die Bereiche, über die sie streuten, innerhalb der Meßgenauigkeit überein. Die Nebel, deren Geschwindigkeit man gemessen hatte, erwiesen sich als eine einheitliche Gruppe, und die Nebel, in denen Sterne beobachtet werden konnten, bildeten ein allgemein gültiges Muster für diese Gruppe. Die Übereinstimmung dieser Ergebnisse war ein weiterer Beweis für die Gültigkeit der Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung.

### **Humasons Liste der Radialgeschwindigkeiten**

Die Daten wurden noch von verschiedenen Forschern mit gelegentlichen kleinen Änderungen durchgerechnet, doch erkannte man, daß die lineare Beziehung die damals gemessenen Geschwindigkeiten recht genau darstellte. Doch waren die Daten spärlich und erfaßten nur einen kleinen Bereich des beobachtbaren Raumes. Der weitere Fortschritt hing also von der Ausdehnung der Beobachtung auf schwächere und entferntere Nebel ab. Diese schwierige Aufgabe wurde von Milton Humason auf dem Mount Wilson Observatorium in Angriff genommen.

Slipher hatte in seiner Pionierarbeit eine ansehnliche Sammlung hellerer Nebel, herunter bis zur Reichweite seines 24 inch-Refraktors, beobachtet. Humason, der die großen Reflektoren des Mount

Wilson benutzte, trieb die Beobachtung weit in unerforschte Bereiche vor. Er begann 1928 mit seinem Programm und fügte bis 1935 nahezu 150 neue Geschwindigkeiten hinzu, die über einen Entfernungsbereich verstreut waren, der 35mal größer war als die Entfernung zum Virgo-Haufen.

Diese neue Phase in der Erforschung der Nebelspektren ist gekennzeichnet durch einen ständigen Fortschritt in der Entwicklung der Meßtechnik und der Meßgeräte. Wo es auf die sternähnlichen Bilder kleiner, schwacher Nebel ankam, waren die großen Reflektoren, insbesondere der 100 inch-Spiegel, den kleineren Geräten ganz beträchtlich überlegen. Man baute Spektrographen zur Ausnutzung ihrer besonderen Lichtstärke und änderte sie auf Grund der gesammelten Erfahrungen oft ab.

Die Entwicklung des wichtigsten Zubehörs, der Kamera hinter den Prismen, führte zu dem Rayton-Linsensystem. Dieses System wurde von Dr. W. B. Rayton bei der Bausch and Lomb Optical Company nach dem Prinzip eines umgekehrten Mikroskopobjektivs konstruiert<sup>20)</sup>. Das Öffnungsverhältnis der Linse beträgt 1 : 0,6 — die Brennweite ist etwas größer als die halbe Öffnung —, und dieses große Öffnungsverhältnis ermöglicht die photographische Aufnahme von Spektren außerordentlich schwacher Nebel.

Der Erfolg mit der Rayton-Linse führte zu weiteren Versuchen, die ganz folgerichtig in der Anwendung des Mikroskopobjektivs mit Ölimmersion gipfelten. Auf diese Weise wurde ein Öffnungsverhältnis von 1 : 0,35 — Brennweite etwa ein Drittel der Öffnung — erreicht, jedoch ist diese Linse bis heute noch nicht am Fernrohr angewendet worden<sup>21)</sup>.

### Die Haufen

Humason begann seine Untersuchungen mit den Spektren einiger heller Nebel, deren Geschwindigkeiten schon bekannt waren. Als er sicher war, daß seine Meßgeräte und seine Beobachtungstechnik zuverlässig arbeiteten, stieß er in das Neuland vor. Das erste Problem war die Prüfung der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung über

<sup>20)</sup> Rayton, „Two High-Speed Camera Objectives for Astronomical Spectrographs“, *Astrophysical Journ.* 72, 59, 1930.

<sup>21)</sup> Diese Linse wurde von Herrn R. J. Bracey von der British Scientific Instrument Research Association berechnet. Sie wurde von G. E. Hale in „The Astrophysical Observatory of the California Institute of Technology“, *Astrophysical Journal* 82, 111, 1935, beschrieben.

eine große Entfernungsspanne. Aus diesem Grunde richteten sich die Beobachtungen vor allem auf die hellsten Nebel in Haufen.

Die erste Geschwindigkeit bezog sich auf einen Haufen im Pegasus. Sie betrug 3800 km/sec<sup>22)</sup> und war mehr als doppelt so groß wie die größte vorher bekannte Geschwindigkeit. Später, als schwächere und schwächere Haufen beobachtet wurden, wanderten die Absorptionslinien stetig über das Spektrum. Für den Coma-Haufen fand er 7520 km/sec, für Ursa Major Nr. 1 15000 km/sec, für den Haufen in den Zwillingen 24000 km/sec und schließlich für Haufen in Bootes und Ursa Major (Nr. 2) Geschwindigkeiten von 39200 bzw. 41600 km/sec. Letztere betragen schon etwa ein Siebtel der Lichtgeschwindigkeit.

Die Nebel in den letzteren Haufen sind im langen Fokus (Cassegrain) des Teleskopes nicht mehr sichtbar. Der Spalt des Spektrographen wurde daher auf benachbarte Sterne eingestellt und dann um einen ganz bestimmten (vorher aus unmittelbaren Photographien ermittelten) Betrag an den Ort des unsichtbaren Nebels verschoben. So reichen die Beobachtungen nahezu bis zur äußersten Reichweite der heutigen Meßgeräte. Es sind also auch keine sehr wesentlichen Fortschritte zu erwarten, bevor man nicht größere Teleskope gebaut hat.

Die Geschwindigkeiten nehmen über den ganzen Bereich gleichmäßig mit der Entfernung zu, und die lineare Beziehung gilt mit derselben Genauigkeit, mit der man Entfernungen schätzen kann<sup>23)</sup>. Abgesehen von den Einflüssen der ungeheuren Geschwindigkeit würden die scheinbaren Helligkeiten der fünf oder zehn hellsten Nebel in Haufen verhältnismäßig sichere Entfernungskriterien abgeben. Die Spektren der schwächeren Haufen sind jedoch so weit nach Rot verschoben, daß die Intensitätsverteilung des Lichtes im photographischen Spektralgebiet merklich geändert wird. Die Nebel erscheinen hierdurch schwächer als unter normalen Verhältnissen, und dieser Einfluß ist der Rotverschiebung proportional. Die genaue Berechnung des Einflusses ist etwas unsicher und soll später

<sup>22)</sup> Humason, „The Large Radial Velocity of NGC 7619“, Proceedings of the National Academy of Sciences 15, 167, 1929. Seitdem hat Humason zwei große Listen von Geschwindigkeiten veröffentlicht: Mt. Wilson Contribut. Nr. 426 und 531; Astrophysical Journal 74, 35, 1931; 83, 10, 1936.

<sup>23)</sup> Hubble and Humason, „The Velocity-Distance Relation among Extra Galactic Nebulae“, Mt. Wilson Contribut. Nr. 427; Astrophysical Journal 74, 43, 1931. Spätere Untersuchungen werden in Kap. VII dieses Buches besprochen.

im Zusammenhang mit der Deutung der Rotverschiebung besprochen werden. Doch kennt man die allgemeine Größenordnung des Einflusses und benutzt heute natürlich schon genäherte Korrektionsformeln.

Die beiden schwächsten Haufen, deren Geschwindigkeiten noch gemessen werden konnten, haben schätzungsweise Entfernungen von der Größenordnung 230 und 240 Millionen Lichtjahren (70 und 73 Millionen parsec). Die lineare Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung ist somit für einen ungeheuren Raumbereich sichergestellt und kann als eine allgemeine Eigenschaft des beobachtbaren Raumes angesehen werden.

### Einzelnebel

Nach den vorläufigen Untersuchungen der Haufen fing man an, sich für die Einzelnebel zu interessieren. Wieder war es Humason, der das Beobachtungsmaterial schnell vermehrte. So stieg die Zahl der Nebel, in denen man Sterne entdecken konnte, von 18 auf 32, und die Gesamtzahl der Geschwindigkeiten von Einzelnebeln hat die Zahl 100 bereits überschritten. In das Programm wurde auch die Untersuchung von Gruppen aufgenommen, die durch 15 Geschwindigkeiten in fünf wohldefinierten Gruppen vertreten sind.

Die Einzelnebel sind bis zur Größenklasse 13,0 herunter gut vertreten und eine beträchtliche Anzahl verteilt sich auf die noch schwächeren Größenklassen. Der schwächste beobachtete Einzelnebel hat die Größe 17,5 und zeigt eine Geschwindigkeit von 20000 km/sec. Alle diese Objekte scheinen der an den Haufen ermittelten Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung zu gehorchen. Die aus den isolierten Nebeln hergeleitete Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung ist ganz deutlich linear. Man kann den Betrag des  $K$ -Wertes nicht unabhängig bestimmen; führt man jedoch den Wert für die Haufen ein und bringt gewisse Korrekturen für Ausleseinflüsse an, so ergeben sich Entfernungen und Leuchtkräfte, die mit den aus anderen Quellen hergeleiteten Daten vollkommen übereinstimmen. Die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung ist also so gut gesichert, daß man ihre Gültigkeit für alle Nebel annimmt. Aus den beobachteten Resten hingegen versucht man Auskunft über die Streuung der wahren Leuchtkräfte bzw. über die Leuchtkraftfunktion der Nebel zu bekommen<sup>24</sup>).

<sup>24</sup>) Hubble and Humason, „The Velocity-Distance Relation for Isolated Extra-Galactic Nebulae“, Proceedings of the National Academy of Sciences 20, 264, 1934. Vgl. auch Kap. VIII dieses Buches.

### Die Bedeutung der Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung

Als reines Entfernungskriterium bildet die Beziehung ein wertvolles Hilfsmittel der Nebelforschung. Bedenkliche Fehler rufen lediglich die Eigenbewegungen hervor, deren mittlerer Betrag 160 bis 240 km/sec beträgt und die wahrscheinlich unabhängig von der Entfernung sind. Da der  $K$ -Wert mit der Entfernung zunimmt, die Eigenbewegungen jedoch dieselben bleiben, so werden letztere mit der Entfernung im Verhältnis zu  $K$  immer kleiner. Die relative Genauigkeit wächst also mit der Entfernung — in erfreulichem Gegensatz zu den photometrischen Meßmethoden.

Aber die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung ist nicht nur ein sehr wirksames Hilfsmittel der Forschung, sondern sie ist auch eines der sehr wenigen uns bekannten allgemeinen Eigenschaften unseres Musters der Welt. Bis vor kurzem beschränkte sich die Erforschung des Raumes auf verhältnismäßig kleine Entfernungen und kleine Raumbereiche — im „kosmischen“ Sinne auf sozusagen mikroskopische Erscheinungen. Jetzt aber konnte man im Reiche der Nebel makroskopische Erscheinungen an der Materie und der Strahlung im großen untersuchen. Man erwartete große Dinge und hatte wohl das Gefühl, daß nichts unmöglich sei. Und tatsächlich ergab sich dann, als die Schleier sich lüfteten, die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung. Das war von allergrößter Bedeutung; denn falls man die Beziehung voll und ganz verständlich machen könnte, so würde sie wahrscheinlich einen Hauptschlüssel zur Lösung des Rätsels liefern, zum Problem des Aufbaus des Weltalls.

Die Beobachtungen zeigen, daß die Linien in den Nebelspektren gegen ihre normale Lage nach Rot verschoben sind und daß die Rotverschiebungen mit abnehmender scheinbarer Helligkeit der Nebel größer werden. Die scheinbare Helligkeit gilt als ein einwandfreies Maß für die Entfernung. Die Beobachtungsergebnisse können daher auch so ausgedrückt werden, daß die Rotverschiebungen mit der Entfernung zunehmen.

Die Deutungen der Rotverschiebungen selbst sind lange nicht so vertrauenerweckend. Man kann die Rotverschiebungen durch den Quotienten  $\Delta\lambda/\lambda$  ausdrücken, wo  $\Delta\lambda$  die Verschiebung einer Spektrallinie bedeutet, deren normale Wellenlänge  $\lambda$  ist. In jedem einzelnen Spektrum verändern sich die Verschiebungen  $\Delta\lambda$  systematisch, und zwar stets so, daß  $\Delta\lambda/\lambda$  konstant bleibt. Somit bestimmt der Quotient  $\Delta\lambda/\lambda$  die Verschiebung für jeden Nebel eindeutig, und er

## Tafel VIII

### **Die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung für extra-galaktische Nebel**

Die Tafel zeigt fünf Beispiele für das empirische Gesetz, daß die Rotverschiebungen in den Nebelspektren mit abnehmender scheinbarer Helligkeit der Nebel zunehmen. Da die scheinbare Helligkeit ein Maß für die Entfernung ist, so kann das Gesetz auch in der Form ausgesprochen werden, daß die Rotverschiebungen mit der Entfernung zunehmen. Eine umfassende Untersuchung zeigt, daß die Beziehung linear ist (Rotverschiebung = const  $\times$  Entfernung). Rotverschiebungen sehen genau wie Geschwindigkeitsverschiebungen aus, und eine andere befriedigende Deutung ist zur Zeit nicht bekannt.

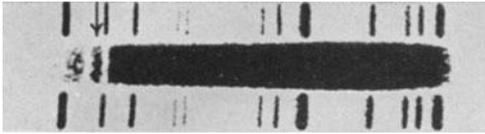
Die Rotverschiebungen beruhen also entweder auf einer wirklichen Flucht-bewegung oder auf einer bis heute unbekanntem physikalischen Grundprinzip. Darum bezeichnet man das empirische Gesetz im allgemeinen als die Geschwindigkeit–Entfernungsbeziehung (Geschwindigkeit = const.  $\times$  Entfernung) und sieht in ihr oft den augenscheinlichen Beweis für das expandierende Weltall der allgemeinen Relativitätstheorie.

Die Spektren sind von Humason aufgenommen. Die Geschwindigkeit von NGC 221 ist negativ, also gegen die Erde gerichtet, und sie ist eine Folge der Sonnenbewegung auf ihrer Bahn um das Zentrum des galaktischen Systems. Die übrigen Geschwindigkeiten sind positiv, d. h. von der Erde weggerichtet. Die Entfernung von NGC 221 (M 32) dürfte tatsächlich 700000 Lichtjahre betragen, wenn man die lokalen Verdunklungseinflüsse berücksichtigt.

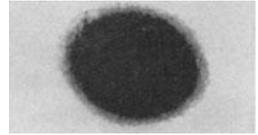
Die Pfeile über den Nebelspektren weisen auf die H- und K-Linien des Calciums. Ihre Länge gibt den Betrag an, um den die Linien nach Rot verschoben sind. Die Vergleichsspektren zeigen die Heliumlinien.

Die unmittelbaren Photographien (alle im gleichen Maßstabe und mit etwa den gleichen Belichtungszeiten) zeigen die Abnahme von Größe und Helligkeit mit zunehmender Geschwindigkeit oder Rotverschiebung.

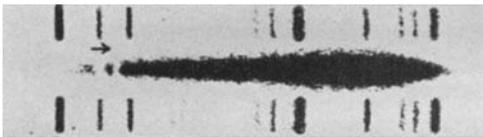
NGC 4473 ist ein Mitglied des Virgo-Haufens, und NGC 379 ist ein Mitglied einer Gruppe von Nebeln in den Fischen.



125 km/sec.



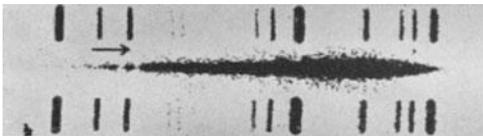
900,000 Lichtjahre



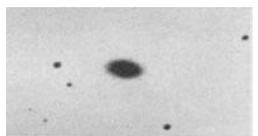
1,400 km/sec.



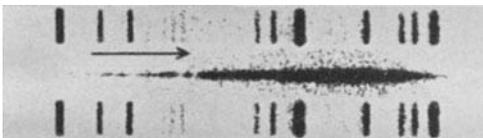
7,000,000 Lichtjahre



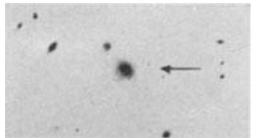
3,400 km/sec.



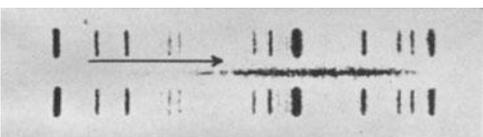
23 000.000 Lichtjahre



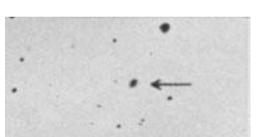
9,600 km/sec.



85,000,000 Lichtjahre



14,300 km/sec.



135,000,000 Lichtjahre

ist es, der linear mit der Entfernung der Nebel zunimmt<sup>25</sup>). Aus diesem Grunde soll der Ausdruck Rotverschiebung für den Quotienten  $\Delta\lambda/\lambda$  gebraucht werden.

Ferner sind die Verschiebungen  $\Delta\lambda$  stets positiv (nach Rot), die Wellenlängen der verschobenen Linien  $\lambda + \Delta\lambda$  also stets größer als die normalen Wellenlängen  $\lambda$ . Die Wellenlängen vergrößern sich um den Faktor  $(\lambda + \Delta\lambda)/\lambda$ , oder, was dasselbe ist, um  $1 + \Delta\lambda/\lambda$ . Nun ist nach einem Grundgesetz der Physik das Produkt aus Energie und Wellenlänge eines Lichtquants konstant, also

$$\text{Energie} \times \text{Wellenlänge} = \text{const.}$$

Da das Produkt konstant bleibt, so muß offenbar die Rotverschiebung die Energie des Quants herabsetzen. Jede einleuchtende Deutung der Rotverschiebung muß über diesen Energieverlust Rechenschaft ablegen. Der Energieverlust muß entweder im Nebel selbst oder auf dem ungeheuer langen Wege stattfinden, den das Licht auf seiner Reise zum Beobachter zurücklegt.

Die gründliche Untersuchung des Problems hat zu folgenden Schlüssen geführt. Es gibt verschiedene Möglichkeiten, wie Rotverschiebungen zustande kommen können. Jedoch nur eine von ihnen ergibt große Verschiebungen, ohne daß andere Effekte auftreten, die ganz auffällig sein müßten, die aber nicht beobachtet werden. Bei dieser Deutung werden die Rotverschiebungen als Doppler-Effekte aufgefaßt, d. h. als Geschwindigkeitsverschiebungen, die von einer wirklichen Fluchtbewegung herrühren. Man kann also mit einiger Sicherheit behaupten, daß die Rotverschiebungen Geschwindigkeitsverschiebungen sind, andernfalls aber auf einer der heutigen Physik noch unbekanntem Ursache beruhen müssen.

Die Deutung als Geschwindigkeitsverschiebung ist heute von den Theoretikern im allgemeinen anerkannt, und die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung gilt als die Beobachtungsgrundlage für die Theorien des sich ausdehnenden Weltalls. Es gibt die verschiedensten Theorien dieser Art. Sie sind Lösungen der kosmologischen Gleichung, die aus der Annahme eines nicht im Gleichgewicht befindlichen Weltalls folgen. Sie gehen weiter als die älteren Lösungen auf Grund der Annahme eines im Gleichgewicht befindlichen Weltalls, die jetzt nur noch Sonderfälle der allgemeinen Theorie darstellen.

<sup>25</sup>) Die scheinbare Radialgeschwindigkeit eines Nebels ist in erster Näherung gleich der mit  $\Delta\lambda/\lambda$  multiplizierten Lichtgeschwindigkeit (300000 km/sec).

Die Rotverschiebungen der Nebel sind jedoch, was ihre Größe angeht, völlig neu in unserer bisherigen Erfahrung. Eine empirische Bestätigung ihrer Deutung als gewöhnliche Geschwindigkeitsverschiebungen wäre daher sehr erwünscht. Eine Prüfung ist — wenigstens grundsätzlich — möglich, da Nebel, die sich schnell von uns entfernen, lichtschwächer erscheinen müßten als solche, die in derselben Entfernung ruhen. Doch werden solche Einflüsse erst brauchbar, wenn die Fluchtgeschwindigkeit einen merklichen Bruchteil der Lichtgeschwindigkeit beträgt. Diese Bedingung ist aber nahe der Reichweitengrenze des 100 inch-Spiegels erfüllt, und daher sollte der Einfluß meßbar sein.

Das Problem wird im letzten Kapitel ausführlicher behandelt werden. Die notwendigen Untersuchungen sind jedoch mit derartigen Schwierigkeiten und Unsicherheiten behaftet, daß die bis heute aus ihnen gezogenen Schlüsse recht zweifelhaft erscheinen. Sie sollen hier nur erwähnt werden, um zu beweisen, daß die Deutung der Rotverschiebungen zumindest teilweise in der Reichweite der empirischen Forschung liegt. Daher ist die Einstellung eines Beobachters ein wenig verschieden von der des Theoretikers. Da die Möglichkeiten des Fernrohres noch nicht erschöpft sind, so wollen wir mit unserem Urteil warten, bis die Beobachtung entschieden hat, ob die Rotverschiebungen wirklich Bewegungen bedeuten oder nicht.

Jedenfalls wollen wir, weil es bequem ist, die Rotverschiebungen in einer Geschwindigkeitsskala ausdrücken. Sie verhalten sich so, wie sich Geschwindigkeitsverschiebungen verhalten, und lassen sich auf diese Weise — ungeachtet ihrer endgültigen Deutung — in der gleichen anschaulichen Skala ausdrücken. Wenn eine sehr genaue und vorsichtige Ausdrucksweise geboten ist, wird man besser den Ausdruck „scheinbare Geschwindigkeit“ verwenden und man mag in Gedanken das Beiwort stets hinzufügen, wo es im allgemeinen Gebrauch unterdrückt wird.

## Kapitel VI

### Die lokale Gruppe

In dem vorangehenden Kapitel haben wir die sichtbaren Züge der Nebel und ihre Verteilung sowie die Entwicklung von Methoden zur Erforschung ihrer wahren Eigenschaften beschrieben. Die weiteren Kapitel berichten über einige der mit diesen Methoden gewonnenen Ergebnisse; zunächst eine Anwendung auf eine Gruppe von Nebeln in unserer unmittelbaren Nachbarschaft, dann auf entferntere Nebel, die im allgemeinen Feld verstreut sind, und schließlich auf das Reich der Nebel als Ganzes.

Die scheinbaren Abmessungen werden uns nur noch dann wesentlich interessieren, wenn sie uns absolute Abmessungen liefern. Entfernungen werden wir im allgemeinen in Lichtjahren (L.J.) und Helligkeiten im absoluten Maße ( $M$ ) ausdrücken. Es sei hier noch einmal daran erinnert, daß absolute Helligkeiten die scheinbaren Helligkeiten sind, die die Objekte zeigen würden, wenn sie sich in der Standardentfernung von 10 parsecs oder 32,6 L.J. von uns befänden. Die Sonne wäre in dieser Entfernung mit dem bloßen Auge gerade noch gut sichtbar — ihre absolute photographische Helligkeit würde  $M = + 5,6$  betragen. Überriesensterne würden der Venus an Helligkeit gleichkommen und die hellsten von ihnen wären bei hellem Tageslicht noch gut sichtbar. Die schwächsten Nebel würden etwas schwächer als der Vollmond, die hellsten von ihnen vielleicht hundertmal heller als der Vollmond sein.

#### Die Mitglieder der lokalen Gruppe

Wie die Durchmusterung des Himmels zeigt, kommen die Nebel einzeln und in Gruppen verschiedener Größe, gelegentlich auch in großen Haufen vor. Die Verteilung im kleinen ähnelt derjenigen der Sterne im Sternsystem. Man findet unter den Nebeln leicht Analogien mit Einzel-, Doppel-, Dreifach- und Vielfachsternen, sowie mit diffusen und offenen Sternhaufen. Nur die Kugelhaufen scheinen kein Gegenstück im Reiche der Nebel zu haben.

Das galaktische System ist ein Mitglied einer typischen kleinen, selbständigen Gruppe von Nebeln im allgemeinen Feld. Die be-

kannten Mitglieder dieser örtlichen oder „lokalen Gruppe“ sind das galaktische System mit seinen beiden Begleitern, den Magellankwolken, M 31 mit seinen Begleitern M 32 und NGC 205, M 33, NGC 6822 und IC 1613. Vielleicht gehören auch noch die drei Nebel NGC 6946, IC 10 und 342 dazu, doch sind sie so stark verdunkelt, daß ihre Entfernungen sehr unsicher sind.

Die bekannten Mitglieder der lokalen Gruppe sind recht gut zugänglich. Selbst in den entferntesten Mitgliedern hat man Cepheiden beobachtet und die Sterne in ihnen sind ziemlich weit einzeln untersucht worden. Diese benachbarten Systeme lieferten eine kleine Mustersammlung von Nebeln, aus der man Anhaltspunkte zur Erforschung entfernterer Raumteile gewinnen konnte.

Selbst die nächsten Nebel des allgemeinen Feldes liegen weit außerhalb der Grenzen der lokalen Gruppe. Die Untersuchung ihres Gehaltes an Sternen stößt auf so große Schwierigkeiten, daß man bis heute nur recht wenig Genaueres hat ermitteln können. Cepheiden<sup>1)</sup> hat man noch nicht identifizieren können. Die Entfernungen müssen daher aus weniger zuverlässigen, aus der lokalen Gruppe bekannten Kriterien geschätzt werden. Es ist ein besonders glücklicher Zufall, daß unser galaktisches System Mitglied einer Gruppe ist, denn die Schaffung einer Mustersammlung von Nebeln aus dem allgemeinen Feld heraus wäre wahrscheinlich erst mit Fernrohren möglich geworden, die die heutigen bedeutend an Größe übertreffen.

Die lokale Gruppe enthält zwei Dreifachnebel. Das galaktische System und M 31 sind beide von je zwei Satelliten begleitet, die ihnen so nahe sind, daß sich ihre äußeren Teile wahrscheinlich mit denen des Hauptkörpers überschneiden. Der extragalaktische Charakter der Magellanschen Wolken wurde erst ziemlich spät klar erkannt. Infolge ihrer Nähe und ihrer ungewöhnlichen Typen — es sind weitgehend aufgelöste unregelmäßige Nebel — neigte man dazu, sie als örtliche Verdichtungen im galaktischen System aufzufassen. Obgleich sie tatsächlich die zugänglichsten von allen Nebeln waren, übersah man sie gewissermaßen, und die ersten Eroberungen im extragalaktischen Raum wurden an sehr viel entfernteren Systemen gemacht.

In der Tabelle V sind die bekannten und möglichen Mitglieder der lokalen Gruppe mit einigen ihrer sichtbaren Eigenschaften und ihren

<sup>1)</sup> In M 101, dem nächsten der Feldnebel, vermutet man bei einigen kurzperiodischen Veränderlichen Cepheideneigenschaften, doch sind die Lichtkurven und daher auch die Identifizierungen noch nicht gesichert.

wahren Abmessungen zusammengestellt. Die bekannten Mitglieder verteilen sich über einen ellipsoidförmigen Raum dessen größter Durchmesser etwa eine Million Lichtjahre beträgt. Die Entfernungen der möglichen Mitglieder sind unsicher, doch kann man sie im gleichen Ellipsoid oder einem nur wenig größeren unterbringen, ohne die Beobachtungsdaten übermäßig zu beanspruchen.

Tabelle V.  
Mitglieder der lokalen Gruppe

Nebel	Typus	Galaktische Orte		Einheit = 1000 L.J.		M (Nebel)	M (Sterne) **	Ge- schwin- dig- keit ***
		$\lambda$	$\beta$	Ent- fernung	Durch- messer*			
Gr. Mag. W.	Ir	247°	-33°	85	12	-15,9	-7,1	0
Kl. Mag. W.	Ir	269	-45	95	6	-14,5	-5,8	+ 60
M 31	S <sub>b</sub>	89	-21	680	40	-17,5	-6,0	-30
M 32	E 2				0,8	-12,6		
NGC 205	E 5 <sub>p</sub>				1,6	-11,5		
M 33	S <sub>c</sub>	103	-31	720	12	-14,9	-6,3	-180
NGC 6822	Ir	354	-20	530	3,2	-11,0	-5,6	-30
IC 1613	Ir	99	-60	900	4,4	-11,2	-5,8	
Mittel						-13,6	-6,1	
Mögliche Mitglieder								
IC 10	S <sub>c</sub> ?	87	-3					
IC 342	S <sub>c</sub>	106	+11					+150
NGC 6946	S <sub>c</sub>	64	+11					+110

\* Die Durchmesser beziehen sich auf die Hauptkörper der Nebel. —\*\* M (Sterne) entspricht dem Mittelwert der drei oder vier hellsten, nichtveränderlichen Sterne in einem Nebel. —\*\*\* Die Radialgeschwindigkeiten sind bezüglich der Rotation der Sonne um das galaktische Zentrum korrigiert. Die Geschwindigkeiten enthalten daher die Eigenbewegungen der Nebel relativ zum galaktischen System und die Entfernungseinflüsse.

Das galaktische System liegt ziemlich an dem einen Ende der Gruppe. Die große Achse des Ellipsoides ist ungefähr auf M 31 gerichtet. Wenn die Unterlagen auch viel zu dürftig sind, um genauere Aussagen zu machen, so kann man doch versuchsweise als galaktische Koordinaten der Achse  $\lambda = 80$  bis  $90^\circ$  und  $\beta = -25^\circ$  annehmen. Die exzentrische Lage des galaktischen Systems zeigt sich in der Tatsache, daß alle bekannten und möglichen Mitglieder der Gruppe, mit Ausnahme der Magellanwolken und NGC 6822, innerhalb eines Winkelabstandes von  $40^\circ$  von der Achse liegen (Abb. 10). Da erstere Satelliten des galaktischen Systems selbst sind

und letzterer das uns nächste von den selbständigen Mitgliedern ist, so haben ihre Richtungen in der Liste am wenigsten zu bedeuten.

Die Nebel als Gruppe liegen bevorzugt in niederen südlichen Breiten. In der einen Richtung bildet IC 1613 bei  $\beta = -60^\circ$  die Grenze und in der anderen Richtung sind es die möglichen Mitglieder IC 342 und NGC 6946, beide mit  $\beta = +11^\circ$ . Für die Nebelforschung

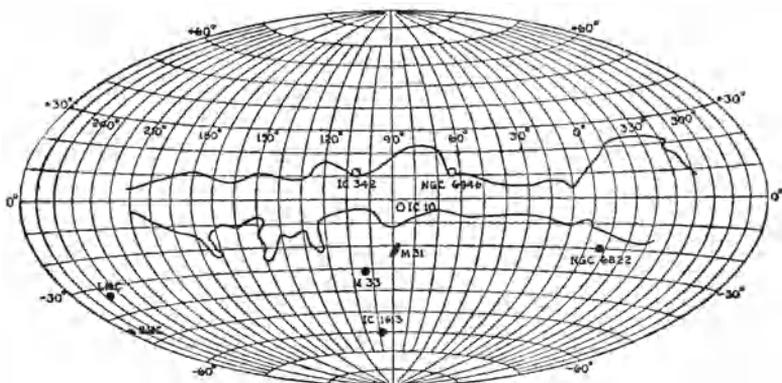


Abb. 10. Scheinbare Verteilung der Mitglieder der lokalen Gruppe. Die Lagen sind in galaktischen Koordinaten aufgetragen. Die mittlere waagerechte Linie bedeutet die galaktische Ebene, längs derer sich die unregelmäßige Verdunklungszone ausbreitet (vgl. Abb. 3). Punkte bedeuten bekannte Mitglieder der Gruppe, Kreise mögliche Mitglieder. Die Verdunklung der möglichen Mitglieder ist beträchtlich, insbesondere bei IC 10.

ist diese Verteilung nicht gerade günstig, da die gut besetzten niederen Breiten zu starken galaktischen Verdunklungen führen. So ist die Untersuchung gerade derjenigen Nebel, die zur Eichung von weiterreichenden Methoden dienen müssen, mit Unsicherheiten behaftet. Bei drei zweifelhaften Mitgliedern ist die Verdunklung besonders stark und macht ihre Entfernung und daher auch ihre Zugehörigkeit zur Gruppe unsicher. Andere Mitglieder sind vielleicht hinter den großen Wolken der Milchstraße vollkommen verborgen, vor allem in der allgemeinen Richtung auf das galaktische Zentrum, wo die Verdunklungszone viele Grade breit ist. Überdies kann man mit den großen Reflektoren der nördlichen Halbkugel die Nebel in niederen Breiten mit Längen zwischen  $200^\circ$  und  $300^\circ$  nicht beobachten. Man weiß wenig über ihren Gehalt an Sternen und ihre Spektren. Einige von ihnen, z. B. NGC 4945 und 5128, müssen erst sorgfältig untersucht

werden, ehe man sie endgültig aus der Liste der möglichen Mitglieder streichen kann.

Die Gruppe enthält Beispiele für mehrere verschiedene Typen. Geschlossene Spiralen und frühe Typen normaler Spiralnebel fehlen, doch kommen elliptische, mittlere und späte Typen normaler Spiralen, sowie unregelmäßige Nebel vor. Die im allgemeinen Feld verhältnismäßig seltenen unregelmäßigen Nebel sind durch vier Mitglieder besonders gut vertreten. Die große Magellanwolke ist ein Riesennebel, die kleine Wolke ungefähr normal. Die beiden anderen unregelmäßigen Nebel NGC 6822 und IC 1613 sind nach ihrer absoluten Helligkeit die schwächsten Nebel, deren Helligkeit bestimmt werden konnte. Angesichts dieser großen Spanne in den Abmessungen gibt die Sammlung Gelegenheit zur Untersuchung der allgemeinen Eigenschaften der unregelmäßigen Nebel als Klasse.

Die lokale Gruppe ist aus zwei verschiedenen Gründen untersucht worden. In erster Linie untersucht man ihre Mitglieder individuell als die nächsten und am besten beobachtbaren Beispiele ihrer Typen, um ihren inneren Aufbau und ihren Gehalt an Sternen zu erfassen. Die wesentlichen Daten sind ihre Gestalten und Strukturen, ihre Helligkeiten, Abmessungen und Massen, besonders aber die Typen und Helligkeiten der eingeschlossenen Sterne. In zweiter Linie kann man die Gruppe als eine Mustersammlung von Nebeln untersuchen, die Anhaltspunkte für weiterreichende Methoden liefern kann.

### Das galaktische System<sup>2)</sup>.

Das galaktische System ist ein stark abgeflachter Haufen von Sternen, Staub und Gas, der in schneller Drehung um eine zur galaktischen Ebene senkrechte Achse begriffen ist. Die Sonne ist ein Stern, der sich nahe der galaktischen Ebene, doch weit weg (vielleicht 30000 L.J.) vom Rotationszentrum befindet. Einzelheiten der Gestalt und Struktur sind schwer zu bestimmen. Das liegt zum Teil daran, daß sich der Beobachter im Innern befindet, vor allem jedoch an der verdunkelnden Wirkung des Staubes. Trotzdem kann man aus einer Summe von Tatsachen, Analogien und Vermutungen eine recht brauchbare Arbeitshypothese entwickeln.

<sup>2)</sup> Eine ausführliche Beschreibung findet man bei J. S. Plaskett, „The Dimensions and Structure of the Galaxy“ (the Halley Lecture at Oxford, 1935). Er gibt dort eine einfache, klare und authentische Darstellung unserer gegenwärtigen Vorstellung vom galaktischen System.

Die großen Staubwolken<sup>3)</sup> sind merklich undurchsichtig und entziehen große Teile der Milchstraße unseren Blicken. Insbesondere bleibt das galaktische Zentrum — wahrscheinlich der Kernteil des Nebels — vollkommen verborgen. Die Staubwolken sind für die Mehrzahl der scheinbaren Unregelmäßigkeiten der Milchstraße verantwortlich, indem sie normale Bezirke mit dunklen Feldern umrahmen. Dennoch bleiben, wenn man die Verdunklungseinflüsse voll in Rechnung setzt, noch Bezirke mit hoher örtlicher Dichte übrig, die man als Sternwolken bezeichnet.

Diese Sternwolken sowie andere Anzeichen von Haufenbildung erzeugen eine gewisse fleckige Struktur in der Sternverteilung, die an die Struktur der offenen Spiralnebel oder der unregelmäßigen Nebel, wie z. B. der Magellanwolken erinnert. Die Analogie mit den Spiralen ist vorzuziehen, da die schnelle Rotation des galaktischen Systems eine Gestaltssymmetrie bedingt, die bei den unregelmäßigen Nebeln fehlt. Schließlich spricht noch die sehr geringe Flächenhelligkeit des galaktischen Systems (wie sie, aus großer Entfernung gesehen, erscheinen würde), der Auflösungsgrad und das Vorherrschen von blauen Riesen und Emissionsnebeln dafür, daß es ein später Spiralnebel vom Typus S<sub>0</sub> ist. Es ist vielleicht dem „massiven“ Spiralnebel M 33 ähnlich.

Die Sterndichte nimmt wahrscheinlich nach den verwaschenen Rändern hin ab. Abschätzungen der Ausdehnungen hängen in der Luft, wenn man keine bestimmte Grenzdichte angibt, bis zu der sich die Schätzung erstreckt. Einem Beobachter weit draußen im Raume wird die Flächenhelligkeit des galaktischen Systems in einer Entfernung von 40000 Lichtjahren vom Kern sehr gering erscheinen, obgleich vereinzelte Riesensterne und Haufen in noch viel größerer Entfernung entdeckt wurden. Den Hauptkörper kann man sich als eine linsenförmige Masse mit einem Durchmesser von etwa 70000 bis 80000 L. J. und einer Dicke von vielleicht 10000 L. J. in der Mitte

---

<sup>3)</sup> Die undurchsichtigen oder halbdurchsichtigen Wolken können aus Materie in allen Erscheinungsformen bestehen, doch muß man den größten Teil der verdunkelnden Wirkung wohl dem Staube (Teilchen mit Durchmessern von der Größenordnung der Wellenlänge des Lichtes) zuschreiben. Materie in anderer Form würde, um die beobachtete Verdunklung zu ergeben, viel zu große Massen erfordern. Es gibt dünne Wolken, die mehr verschleiern als verdunkeln. Diese können aus geringen Mengen von Staub oder auch aus Gasen (Molekülen, Atomen und Elektronen) bestehen. Zwischen diesen Grenzen kommen alle Stufen der Verdunklung vor.

vorstellen. Dieser Körper besteht aus einem sehr feinverteilten, mit Sternen durchsetzten Stoff, innerhalb dessen sich die verwaschenen Spiralarme vom Kern nach außen winden. Längs dieser Arme trifft man auf Sternwolken, und über die ganze Grundebene sind verdunkelnde Wolken verstreut.

Die Rotation des Systems bestimmt man aus der Bewegung der Sonne relativ zu den übrigen Sternen, von denen die einen dem Kern näher, die anderen weiter von ihm entfernt sind. In der Entfernung der Sonne vom Kern ist die Dauer eines Umlaufs von der Größenordnung 220 Millionen Jahre. Aus dieser Periode kann man schließen, daß die Masse des galaktischen Systems ganz roh 200000 Millionen Sonnenmassen betragen muß.

Die (photographisch) hellsten Sterne sind die blauen Riesen (O-Typen). Die anderen Typen folgen in etwa der gleichen Reihenfolge, wie man sie in benachbarten Systemen beobachtet. In den vier oder fünf hellsten Sternen kommen Cepheiden vor. Novae treten einige im Jahr auf. Flecken aus leuchtendem Nebel (Orionnebel usw.) und Kugelhaufen gehören zu den auffälligen Erscheinungen.

### Die Magellanwolken

Infolge ihrer großen Nähe bieten uns die Magellanwolken eine einzigartige Gelegenheit zur genauen Untersuchung eines Nebels als Sternsystem. Da die Wolken südliche Objekte sind (Dekl. — 69 bzw. — 73°), so konnten sie noch nicht mit großen Reflektoren untersucht werden. Von der südlichen Station des Lick-Observatoriums wurden die Radialgeschwindigkeiten zahlreicher leuchtender Nebelflecke in den Wolken gemessen<sup>4)</sup>. Im übrigen wurden die neueren Daten im wesentlichen mit einer 24 inch-Kamera der südlichen Station des Harvard College Observatory<sup>5)</sup> gewonnen. Mit dieser Kamera kann man ohne weiteres alle Objekte innerhalb der Wolken beobachten, deren absolute Helligkeit die Größenklasse 0 übersteigt, die also etwa hundertmal heller als die der Sonne sind.

<sup>4)</sup> Wilson, Publications of the Lick Observatory 13, 185, 1918.

<sup>5)</sup> Bei Wattenburg, Astronomische Nachrichten 237, 401, 1930, findet man eine Zusammenfassung früherer Daten. Einige Angaben findet man bei Shapley, „Star Clusters“ (1930). Spätere Untersuchungen sind in den Annals, Bulletins und Circulars des Harvard College Observatory verstreut. Ferner wurden Gesamthelligkeiten der Wolken von van Hertz gemessen, Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands Nr. 209 (1930).

Die Magellanwolken haben mehr Einzelergebnisse geliefert als irgendwelche anderen Nebel.

Beide Systeme sind — wie schon erwähnt — typische unregelmäßige, hochaufgelöste Nebel ohne Kern und ohne deutliche Anzeichen einer Rotationssymmetrie. Ihr Sterngehalt ist bis zur Beobachtungsgrenze dem des galaktischen Systems auffallend ähnlich. Die relativen scheinbaren Helligkeiten entsprechender Objekte liefern somit viele unabhängige Entfernungsschätzungen. Die Cepheiden liefern natürlich die genauesten Entfernungen, doch auch die anderen Kriterien sind wertvoll zur Bestätigung der Größenordnung und der allgemeinen inneren Übereinstimmung der Ergebnisse.

Die Wolken sind mit dem bloßen Auge gut sichtbar. Ihre scheinbaren photographischen Helligkeiten betragen etwa 1,2 und 2,8. Shapley bestimmte ihre Entfernung mit Hilfe von Cepheiden zu ungefähr 85000 und 95000 L. J., wobei die größere Wolke die nähere ist. Da ihr Abstand am Himmel etwa  $23^\circ$  beträgt, so beträgt ihr wahrer Abstand etwa zwei Fünftel ihrer mittleren Entfernung von der Erde, also etwa 35000 L. J.

Die in einer Breite von —  $33^\circ$  befindliche größere Wolke wird durch galaktische Verdunklung stärker betroffen als die kleinere Wolke (Breite = —  $45^\circ$ ). Dieser Einfluß, der rund 0,1 Größenklassen beträgt, dürfte die relative Entfernung der großen Wolke um etwa 5 v. H. verkleinern. Die wirkliche Entfernung der kleinen Wolke muß vielleicht auch noch korrigiert werden; doch ist die Ungenauigkeit der photometrischen Daten wohl mit dem Verdunklungseffekt vergleichbar. Der Einfluß des letzteren kann hier daher vernachlässigt werden.

Die absoluten Gesamthelligkeiten betragen nach Shapley für die große Wolke — 15,9 und für die kleine Wolke — 14,5, d. h. 400 Millionen bzw. 100 Millionen Sonnenleuchtkräfte.

Die Hauptkörper der Wolken sind nahezu kreisförmig und haben Durchmesser von 11000 bzw. 6000 L. J. Jede von ihnen enthält einen zentralen, länglichen Kern, dessen Länge ungefähr  $\frac{1}{2}$  bis  $\frac{1}{4}$  des größeren Durchmessers beträgt. Einzelobjekte, wie veränderliche Sterne und Haufen sind ziemlich weit über den Hauptkörper hinaus beobachtbar, wobei — wie schon erwähnt — unter Hauptkörper der Teil zu verstehen ist, der auf gut belichteten Platten noch leicht zu erkennen ist. Die Durchmesser haben natürlich keine scharfe Bedeutung, sofern nicht eine Grenzdicke zugrunde gelegt ist.

An leuchtenden Nebelflecken wurden für die große und die kleine Wolke Radialgeschwindigkeiten von  $+276$  bzw.  $+168$  km/sec abgeleitet. Diese Geschwindigkeiten beruhen zur Hauptsache auf der Bewegung der Sonne, die Eigenbewegungen der Nebel in der Sichtlinie sind also sehr klein.

In jeder Wolke wurde je eine Nova bemerkt, deren Maxima zu  $M = -5$  und  $M = -6$  geschätzt wurden und die den normalen Novae in M 31, M 33 und im galaktischen System ähneln.

Man fand in den beiden Wolken mehr als 3000 veränderliche Sterne und die Liste soll immer noch nicht vollständig sein. Die meisten Veränderlichen werden wohl Cepheiden<sup>9)</sup> sein, doch sind ins einzelne gehende Untersuchungen nur für etwa 200 in der kleinen Wolke und 40 in der großen veröffentlicht worden. Die Liste der ersteren führte zur Perioden-Helligkeitsbeziehung in ihrer bekannten Form. Es sei erwähnt, daß die Liste auch die verhältnismäßig wenigen Cepheiden enthält, die Miss Leavitt bei der ursprünglichen Formulierung der Beziehung benutzte.

Gelegentlich kommen auch langperiodische und unregelmäßige Veränderliche sowie Bedeckungsveränderliche vor, doch ist die Analyse der Daten unvollständig, und die relativen Häufigkeiten sind noch unsicher. Der hellste Veränderliche ist S Doradus, ein P Cygni-Stern, der in dem ungeheuren diffusen Nebel liegt, der als NGC 2070 katalogisiert ist. Diese Nebelmasse erstreckt sich innerhalb der großen Wolke über eine Fläche, deren Durchmesser etwa 200 Lichtjahre beträgt. Die mittlere wahre Leuchtkraft von S Doradus wird mit  $M = -8,3$  angegeben. Das ist die größte Leuchtkraft, die man je einem Einzelstern zugeschrieben hat. Sie beträgt etwa das 35000fache der Leuchtkraft der Sonne.

Die große Wolke ist besonders reich an Überriesen. Nichtveränderliche reichen ungefähr bis zu  $M = -7,2$ , im Gegensatz zu  $-6,0$  bei der kleinen Wolke. Im übrigen verhalten sich die Häufigkeiten der Sterne verschiedener Leuchtkräfte ähnlich wie im galaktischen System.

Offene Haufen und leuchtende Nebelflecke kommen in beiden Wolken häufig vor. In der großen Wolke kennt man mehr als 30 Kugelhaufen, während man in der kleinen Wolke nur einige wenige ge-

<sup>9)</sup> Shapley berichtet, daß etwa 2,5 v. H. aller Sterne in der kleinen Wolke, die heller als  $m = 16,8$  ( $M = -0,5$ ) sind, Veränderliche sind, die wahrscheinlich fast alle der Cepheidenklasse angehören; Proceedings of the National Academy of Sciences 22, 10, 1936.

funden hat. Die Schätzungen der Helligkeiten der Haufen sind von Zeit zu Zeit nachgeprüft und verbessert worden. Die neuesten Schätzungen sind zwar auch noch unsicher, doch legen sie nahe, daß diese Haufen mit ähnlichen Objekten in M 31 vergleichbar sind, daß sie aber systematisch schwächer sind als die Kugelhaufen des galaktischen Systems.

### Messier 31<sup>7)</sup>

M 31, der große Spiralnebel in der Andromeda, ist mit dem bloßen Auge ziemlich deutlich als längliche Wolke von der halben Größe des Vollmondes zu sehen und hat etwa die Helligkeit eines Sternes der vierten oder fünften Größenklasse. Visuell hat man nie eine Spiralstruktur entdecken können, während sie auf Aufnahmen mit kleinen Kameras ohne weiteres zu erkennen ist.

Der Nebel ist eine typische  $S_b$ -Spirale mit einem verhältnismäßig großen, unaufgelösten Kernbezirk (der mit dem Auge sichtbare Teil) und schwächeren Armen. Die äußeren Teile sind weitgehend in Sterne aufgelöst. Novae, Cepheiden, frühe Riesen und Kugelhaufen findet man in beträchtlicher Zahl. Ihre Leuchtkräfte sind etwa dieselben wie bei ähnlichen Objekten in den Magellanwolken. Aus den 40 einzeln untersuchten Cepheiden kann man eine recht zuverlässige Entfernung ableiten, deren Größenordnung durch die anderen Sterntypen bestätigt wird.

Die Cepheiden erscheinen in M 31 systematisch um etwa 4,65 Größenklassen schwächer als in der kleinen Magellanwolke (dem Standardsystem). Ein Teil dieser Differenz entfällt auf die Unterschiede in der galaktischen Verdunklung, da M 31 nur  $21^0$ , die Wolke jedoch  $45^0$  von der galaktischen Ebene entfernt ist. Eine entsprechende Korrektur vermindert die auf die verschiedenen Entfernungen zurückzuführende Größenklassendifferenz auf 4,3. Der Spiralnebel ist also 7,25mal weiter entfernt als die Wolke, d. h. seine Entfernung beträgt etwa 680000 L. J. oder 210000 parsec.

Der Nebel hat die bekannte Linsenform mit einem wahrscheinlichen Achsenverhältnis von 6 oder 7 zu 1; doch ist er so orientiert, daß das Verhältnis im projizierten Bild etwa 3 oder 4 zu 1 beträgt.

<sup>7)</sup> Eine ausführliche Beschreibung von M 31, sowie Hinweise auf frühere Arbeiten findet man bei Hubble, „A Spiral Nebulae as a Stellar System, Messier 31“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 376; *Astrophysical Journal* 69, 103, 1929.

Der große Durchmesser des hellen Kerngebietes beträgt etwa 3000 L. J. und die Spiralarme lassen sich ohne weiteres bis zu einem Durchmesser von etwa 40000 L. J. verfolgen. Mit verbesserten Methoden kann man schwache Ausläufer noch ungefähr bis zum doppelten Durchmesser erkennen, und man sieht, daß über den größeren Bereich Kugelhaufen verteilt sind<sup>8)</sup>. Die Abmessungen scheinen somit von derselben Größenordnung zu sein wie die des galaktischen Systems, obgleich M 31 ein kompakterer Nebeltypus ist.

Die absolute Leuchtkraft beträgt nach ziemlich unsicheren Schätzungen  $M = -17,5$  (1700 millionenmal so hell wie die Sonne). Die aus der Rotation des Kerngebietes (aus der Neigung der Spektrallinien) abgeleitete Masse beträgt möglicherweise das 30000 Millionenfache der Sonnenmasse.

Eine Supernova — S Andromeda — wurde beobachtet (1885). Sie erreichte im Maximum eine absolute Leuchtkraft von etwa  $M = -14,5$  (100 Millionen absolute Sonnenhelligkeiten), wurde also heller als die meisten Nebel. An normalen Novae tauchen etwa 25 bis 30 im Jahre auf (registriert wurden 115). Die Lichtkurven, Leuchtkräfte und Spektren<sup>9)</sup> ähneln denen der galaktischen Novae. Die absoluten Größenklassen im Maximum verteilen sich symmetrisch um den Mittelwert  $M = -5,5$  und zeigen eine Streuung von 0,5 Größenklassen. Das hellste beobachtete Maximum beträgt  $M = -6,7$ , ist also etwa 85000mal heller als die Sonne.

Dieselbe Grenze wird von dem hellsten Veränderlichen, einem frühen Typus mit einer unregelmäßigen Lichtkurve, erreicht, die jedoch Andeutungen einer fünfjährigen Periode zeigt. Man kennt noch ein halbes Dutzend andere Veränderliche, von denen einer rot und vielleicht mit dem galaktischen Stern Beteigeuze vergleichbar ist. Die Cepheiden schwanken in ihrem Maximum je nach ihrer Periode zwischen  $M = -4,1$  und  $-2,7$ . Nichtveränderliche Sterne, die heller als  $M = -5$  sind, sind selten und die obere Grenze scheint nahe bei  $M = -6$  zu liegen.

<sup>8)</sup> Über die Bestimmung von Durchmessern aus Kugelhaufen vgl. Hubble, Mt. Wilson Contribut. Nr. 452; Astrophysical Journal 76, 44, 1932; aus lichtelektrischen Messungen vgl. Stebbins and Whitford, Proceedings of the National Academy of Sciences 20, 93, 1934; aus Messungen mit dem Registrierphotometer vgl. Shapley, Harvard College Observatory Bulletin Nr. 895, 1934.

<sup>9)</sup> Humason, „The Spectra of two Novae in the Andromeda Nebula“. Publications of the Astronomical Society of the Pacific 44, 381, 1932.

## Tafel IX

### Messier 31

Das Bild wurde aus drei Aufnahmen des 100 inch-Reflektors zusammengesetzt. (Aufnahmen von Duncan, 19. und 20. August 1933.) Das Kerngebiet des großen Spiralnebels ist nicht aufgelöst — die Sterne sind zu schwach, als daß man sie auf der Platte einzeln erkennen könnte —, dennoch leuchten in diesem Bereich häufig Novae auf. Die äußeren Arme sind gut aufgelöst, und es lassen sich helle Riesensterne im einzelnen untersuchen. Die rechte untere Seite (südlich vor dem Kern) befindet sich vergrößert auf dem Titelbild und auf der Tafel V, wo die Auflösung deutlich sichtbar ist. Messier 32, der hellere, nähere Begleiter von M 31, erscheint unmittelbar unter (südlich) dem Kern am Rande der Spiralarme. Der hellste Stern der Aufnahme befindet sich rechts unterhalb von Messier 32. Der schwächere, entferntere Begleiter, NGC 205, befindet sich in der rechten oberen Ecke des Mittelteiles der Aufnahme (nördlich vom Kern des Spiralnebels).

Das Bild zeigt den größten Teil des Hauptkörpers des Spiralnebels, doch lassen sich mit dem Mikrophotometer noch Spuren desselben bis zum doppelten Durchmesser verfolgen. Das Bild des Hauptkörpers hat im Newton-Fokus des 100 inch-Reflektors eine Länge von 60 cm, im Cassegrain-Fokus etwa 180 cm.



Ein im Katalog unter der Bezeichnung NGC 206 als besonderer Nebel eingetragenes Objekt ist in Wirklichkeit eine typische Sternwolke im äußeren Teil von M 31. Die Abmessungen der Wolke betragen etwa 1300 mal 450 L.J. Etwa 90 Sterne sind heller als  $M = -3,5$ . Mit abnehmenden Helligkeiten nehmen die Anzahlen stetig zu, bis sich die einzelnen Sterne schließlich im unauflösbaren Untergrund verlieren. Die helleren Sterne sind frühe Typen, ihre genaue Klassifizierung ist jedoch noch nicht durchgeführt. Weder in der Wolke noch sonstwo in M 31 konnten irgendwelche leuchtenden Nebelmassen festgestellt werden.

Ein paar offene Haufen sind bekannt. Ein typisches Beispiel findet man etwa 48' südlich vom Kern auf der Hauptachse. Der Haufen ist merklich verlängert und hat einen größten Durchmesser von etwa 50 L.J. Er ist teilweise aufgelöst, und am Rande sind ein paar Einzelsterne zu entdecken. Das Spektrum ist vom A-Typus. Der Farbenindex ist beträchtlich kleiner als der der Kugelhaufen.

Man kennt ungefähr 140 Kugelhaufen, doch ist die Liste in den äußersten Teilen des Nebels noch unvollständig<sup>10)</sup>. Ihre Gestalten, Strukturen, Farben und Spektren ähneln denen der Kugelhaufen im galaktischen System. Die Helligkeiten streuen zwischen  $M = -4$  und  $-7$ , die Durchmesser zwischen 12 und 50 L.J. Die Haufen in M 31 sind also mit denen in den Magellanwolken vergleichbar und sind systematisch kleiner und schwächer als die im galaktischen System.

Die Verteilung der Haufen in M 31 geht parallel mit der Helligkeitsverteilung in der Spirale und ist eindeutig verschieden von der kugelförmigen Verteilung im galaktischen System. Da man die Haufen mit einiger Sicherheit von den schwachen Nebeln in der Gegend von M 31 unterscheiden kann, so können sie zur Bestimmung der maximalen Ausdehnung des Nebels über den Hauptkörper hinaus dienen. Die Verteilung der Haufen führt auf einen maximalen Durchmesser von etwa 100000 L.J. Die Suche nach Haufen hat überdies gezeigt, daß man die Durchsichtigkeit von M 31 aus der Art erkennen kann, wie die dahinterliegenden, sehr schwachen Feldnebel verblassen, je näher man dem Kern kommt. Die Daten sind jedoch vorläufig noch unvollständig und es liegt kein endgültiges Ergebnis vor.

<sup>10)</sup> Hubble, „Nebulous Objects in Messier 31 Provisionally Identified as Globular Clusters“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 452; Astrophysical Journal 76, 44, 1932.

### Messier 32

M 32, der nähere und hellere der beiden Satelliten von M 31, ist ein Musterbeispiel eines elliptischen Nebels vom Typus E 2 (Achsenverhältnis 8 zu 10). In der Projektion scheint er sich einem Arm des großen Nebels, etwa 25' südlich vom Kern, zu überlagern. Der kleinstmögliche Abstand der Nebel (von Kern zu Kern) beträgt daher etwa 5000 L. J. Liegt aber M 32 in der Ebene der Spirale, so beträgt der Abstand 12000 L. J. Es scheint zulässig, vorerst einmal mit dem größeren Abstand zu rechnen, obgleich M 32 innerhalb eines ziemlich großen Bereiches der Sichtlinie liegen kann.

Der Nebel zeigt starke Verdichtung, und die Helligkeit fällt vom Kern nach außen sehr schnell bis an die verschwimmenden Ränder ab. Die Umrisse der Isophoten (Linien gleicher Helligkeit) ähneln Ellipsen. Die Durchmesser und daher auch die Gesamthelligkeiten nehmen mit der Belichtungszeit — soweit man diese hat treiben können — zu. Der größte beobachtete Hauptdurchmesser beträgt etwa 8,5' oder 1700 L. J. Die katalogisierten Werte reichen bis zu 2' herunter. Diese große Spanne zeigt deutlich die Schwierigkeiten, die sich ergeben, wenn man Durchmesser und Helligkeiten benutzt, ohne sich über die Bedingungen klar zu werden, denen sie entsprechen. Die absolute Leuchtkraft von M 32 beträgt bei einem großen Durchmesser von etwa 4' oder 8000 L. J. ungefähr  $M = -12,6$  (20 Millionen Sonnenleuchtkräfte). Die Mitberücksichtigung der äußeren Nebelhülle ändert diesen Wert nicht wesentlich.

Definiert man den Kern als die letzte Spur eines Bildes, die noch auf einer Aufnahme festgestellt werden kann, so erscheint er als ein sternähnliches Scheibchen mit einem Durchmesser von etwa 2'. Die scheinbare Helligkeit beträgt etwa  $m = 13,4$ , ist also bedeutend größer als bei dem entsprechenden Bild bei M 31. Eine Untersuchung über die Grenzen der photographischen Aufnahme hinaus kann visuell durchgeführt werden. Sinclair Smith<sup>11)</sup> untersuchte den Kern von M 32 mit einem Interferometer am 100 inch-Reflektor und fand keine Interferenzstreifen, woraus er schloß, daß dieser kein Sternzentrum

<sup>11)</sup> S. Smith, „Some Notes on the Structure of Elliptical Nebulae“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 524; Astrophysical Journal **82**, 192, 1935. Über Untersuchungen der außerhalb des Kernes liegenden Bezirke vgl. Hubble, „Distribution of Luminosity in Elliptical Nebulae“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 398; Astrophysical Journal **71**, 231, 1930.

enthält. Unter sehr günstigen Bedingungen konnte er ein Kernbild mit einem Durchmesser von etwa 0,8" oder 2 L. J. beobachten, von dem aus die Nebelhelligkeit nach allen Seiten abfällt.

Der Spektraltypus von M 32 ist *d G 3*, da er deutliche Zwerg-eigenschaften hat. In der Skala der Riesensterne ist seine Farb-klasse *g*<sup>8</sup>. Keines dieser Merkmale ändert sich mit dem Abstand vom Kern. Eine Polarisation des Lichtes konnte nicht gefunden werden.

Das Gefüge des Bildes ist weich und zeigt keinerlei Struktur. Es ist nicht die leiseste Andeutung einer Auflösung zu erkennen. Sterne, die heller sind als  $M = -2$ , sind also bestimmt nicht vorhanden. Die Auffassung von M 32 als Sternsystem macht weniger große Schwierigkeiten als andere bekannte Theorien über seinen Bau; sie vermag jedoch nicht die große Farbabweichung (den Widerspruch zwischen Farbklasse und Spektraltypus) zu erklären. Diese Erscheinung ist eine Eigentümlichkeit der elliptischen Nebel im allgemeinen.

#### NGC 205

NGC 205, der schwächere Begleiter von M 31, ist ein anomaler elliptischer Nebel, der als *E 5 p* klassifiziert ist. In der Projektion liegt er etwa 37' nördlich des Kernes von M 31, nahe der kleinen Achse des Nebels. Der kleinste mögliche Abstand beträgt somit 7500 L. J. Die genaue Lage in der Sichtlinie ist nicht bekannt, doch kann man mangels genauerer Kenntnis so rechnen, als liege der Nebel in der Ebene des Spiralnebels. Sein Abstand beträgt dann etwa 30000 L. J.

Der Kern ähnelt demjenigen von M 32, doch ist er beträchtlich schwächer und in einen verhältnismäßig schwächeren Nebel gehüllt. Nach außen verschwimmt die Helligkeit, und die Umrisse der Isophoten sind ungefähr Ellipsen mit einem Achsenverhältnis von etwa 5 zu 10. Der auffälligere Teil des Nebels hat etwa eine Größe von 8' mal 4' (1600 mal 800 L. J.). Auf einer Aufnahme mittlerer Belichtungszeit<sup>13)</sup> wurde ein Hauptdurchmesser von 12' (2400 L. J.) gemessen, und zweifellos würde man an lange belichteten Platten noch größere Durchmesser feststellen. Die Gesamthelligkeit wird ziemlich unsicher zu  $M = -11,5$  (7 Millionen Sonnenhelligkeiten) geschätzt. Der Nebel ist also ein sehr schwacher Zwerg.

<sup>13)</sup> Reynolds, „Photometric Measures of the Nebula NGC 205“. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 94, 519, 1934.

Das Gebiet unmittelbar um den Kern zeigt eine gewisse Struktur, die anscheinend durch eine große Anzahl von kleinen, scharf begrenzten verdunkelnden Flecken erzeugt wird. Sehr schwache Sterne sind zahlreicher, als man es von den Sternen des Vordergrundes allein erwarten sollte; es mögen also einige von ihnen zum Nebel gehören. Auch einige Kugelhaufen kommen innerhalb des Areals vor, die eher zu NGC 205 als zur großen Spirale gehören. Diese verschiedenen Eigenschaften zusammen mit dem außergewöhnlich schwachen Helligkeitsabfall sind so einzigartig, daß der Nebel als „besonders“ („*p*“, von peculiar) klassifiziert wurde. Der frühe Spektraltypus F 5 ist ebenfalls nicht normal.

Die Radialgeschwindigkeiten der Mitglieder des Dreiersystems (M 31, M 32 und NGC 205) sind von der gleichen Größenordnung<sup>13)</sup> und beruhen in der Hauptsache auf der Sonnenbewegung. Die Geschwindigkeit von NGC 205 stimmt mit derjenigen von M 31 überein, doch weicht die Geschwindigkeit von M 32 um etwa 35 km/sec ab. Trotz seiner Kleinheit dürfte dieser Unterschied reell sein, da er aus Spektren großer Dispersion bestimmt wurde. Er deutet auf die Möglichkeit einer Bahnbewegung des Satelliten M 32 um M 31. Würde sich NGC 205 in der Ebene des Spiralnebels um M 31 herum bewegen, so würde er keine radiale Bewegungskomponente besitzen. Er liegt nahe der kleinen Achse des projizierten Bildes des Spiralnebels, die Bahnbewegung würde daher vollkommen senkrecht zur Sichtlinie verlaufen.

Würde die Bahnbewegung von M 32 in der Ebene des Spiralnebels und in einem Abstände von 12000 L. J. vom Kern verlaufen, so würde sie eine Geschwindigkeit von etwa 105 km/sec haben. Auf Grund dieser Geschwindigkeit müßte man M 31 eine Masse von etwa  $10^{10}$  Sonnenmassen zuschreiben. Dieser Wert scheint nicht unvernünftig. Der Satellit (M 32) würde sich dann allerdings nach den Beobachtungen der Radialgeschwindigkeiten in M 31 im umgekehrten

---

<sup>13)</sup> Für die Geschwindigkeiten von M 31 und M 32 fand man aus Spektren mittlerer Dispersion — 220 und — 185 km/sec. Die Geschwindigkeit von NGC 205 — notwendigerweise aus Spektren sehr geringer Dispersion bestimmt — ergab sich zu — 300 km/sec und stimmt mit der im gleichen Spektrographen gemessenen Geschwindigkeit von M 31 überein. Der Widerspruch in den beiden Geschwindigkeiten von M 31 kommt von einem kleinen systematischen Gang mit der Dispersion, den man kennt, und dessen rechnerische Ermittlung bei den Nebelgeschwindigkeiten zum täglichen Handwerk gehört.

Sinne wie die Materie der Spiralarme bewegen. Der Widerspruch scheint ernst und ist wahrscheinlich unvereinbar mit der Annahme, daß M 32 in der Ebene des Spiralnebels rotiert oder sich jetzt innerhalb derselben befindet. Überhaupt befindet sich die Dynamik dieses Dreiersystems noch ganz in der ersten Entwicklung und es sind noch viele weitere Beobachtungen nötig, bevor man an eine endgültige Bearbeitung des Problems herangehen kann.

#### Messier 33<sup>14)</sup>

M 33 ist ein  $S_c$ -Spiralnebel von massivem Typus, der so geneigt ist, daß das Achsenverhältnis im projizierten Bild etwa 2 zu 3 beträgt. Der Hauptkörper hat einen Durchmesser von etwa  $1^0$  (12000 L. J.), und schwächere Ausläufer kann man noch bis über fast den doppelten Durchmesser hinaus verfolgen. In seinem Aussehen ähnelt der Kern einem riesigen Kugelhaufen, obgleich keine Spur von Auflösung zu bemerken ist. Er ist halb sternähnlich, hat eine absolute Helligkeit von  $M = -8$ , ist vom Spektraltypus F 5 und zeigt eine merkliche Farbabweichung. Aus Spektren mittlerer Dispersion wurde eine Radialgeschwindigkeit von  $-320$  km/sec bestimmt.

Das Kerngebiet zeigt als Untergrund eine unaufgelöste Nebelmasse mit undeutlicher Spiralstruktur und zahlreichen verdunkelten Flecken. Über diesen Untergrund sind zahlreiche Sterne verstreut. Mit zunehmendem Abstand vom Kern verschwimmt der unauflösbare Nebelschleier und die Spiralarme treten mehr hervor. Die Arme sind breit und zum größten Teil in Sterne, Haufen und Wolken aufgelöst.

Die Entfernung ergibt sich aus 35 Cepheiden zu 720000 L. J. (220000 parsec). Die Cepheiden scheinen systematisch um 0,1 Größenklassen heller zu sein als in M 31. Zunächst schob man diese Differenz allein auf den Entfernungsunterschied und nahm an, daß M 33 ein wenig näher als M 31 sei. Heute ist man jedoch entgegengesetzter Meinung, denn der Unterschied in der scheinbaren Helligkeit wird durch den Unterschied der galaktischen Verdunklung — dieser beträgt etwa 0,2 Größenklassen — in entgegengesetztem Sinne mehr als ausgeglichen. Man muß jedoch bedenken, daß die Verdunklung

<sup>14)</sup> Eine ausführliche Abhandlung über M 33, sowie Hinweise auf frühere Arbeiten, findet man bei Hubble, „A Spiral Nebula as a Stellar System, Messier 33“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 310; Astrophysical Journal 63, 236, 1926.

## Tafel X

### Messier 33

Die Aufnahme zeigt den zentralen Bereich des Nebels und wurde mit dem 100 inch-Reflektor gemacht. Der Nebel dürfte dem galaktischen System ähneln, doch ist er viel kleiner.

M 33 ist ein Spiralnebel von spätem Typus und befindet sich ungefähr in derselben Entfernung (etwa 700000 L. J.) wie M 31, ein Nebel vom Zwischentypus (vgl. Titelbild und Tafel X). Ein Vergleich dieser beiden Nebel gibt uns mancherlei Aufschluß im einzelnen über die systematische Veränderung des Sterngehaltes längs der Klassifizierungsfolge. So reicht bei M 33, ganz im Gegensatz zu M 31, die Auflösung bis in das Innere des Kernes. Überdies rührt ein wesentlicher Teil der Gesamthelligkeit von M 33 von blauen Überriesensternen her; bei M 31 ist der entsprechende Bruchteil sehr viel kleiner, und in den elliptischen Nebeln findet man solche Sterne überhaupt nicht. Die Beschaffung solcher Daten ist schwierig und geht nur langsam voran, doch werden sie eines Tages einiges Licht auf die Entwicklung von Sternen und Sternsystemen werfen.

Die Aufnahme von M 33 wurde am 30. November 1935 mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Süden ist oben; 1 mm = 5,5''.



(Breiteneffekt) auf statistischem Wege bestimmt wird, und daß örtliche Abweichungen durchaus möglich sind, besonders am Rande der Milchstraße, wo sich M 31 befindet. Diese Möglichkeit bringt eine gewisse Unsicherheit in die relativen Entfernungen. Vielleicht ist es kaum möglich, eine genauere Aussage zu machen, als daß sich beide Nebel in ungefähr derselben Entfernung befinden (Größenordnung 700000 L. J.). Die Gleichheit ihrer Entfernungen ist im Hinblick auf ihren kleinen Winkelabstand von etwa  $15^{\circ}$  am Himmel wichtig. Der Abstand hat somit den — in kosmischem Maßstabe — kleinen Betrag von 200000 L. J.

M 33 ist etwas heller als ein Durchschnittsnebel. Die Gesamtlichtkraft beträgt etwa  $M = -14,9$  oder 160 Millionen Sonnenlichtkräfte. Aus der spektrographisch ermittelten Rotation bestimmt man eine Masse von ungefähr 1000 Millionen Sonnenmassen.

Es wurden sechs scheinbar normale Novae festgestellt. Der hellste Veränderliche ist unregelmäßig und erreichte 1925 im Maximum  $M = -6,35$ . Das Spektrum war zu jener Zeit von frühem Typus und zeigte schwache Emissionslinien, wahrscheinlich die Balmerreihe des Wasserstoffs. Der Farbenindex war verschwindend klein.

Die obere Grenze für nichtveränderliche Sterne liegt etwa bei  $M = -6,4$ . Die helleren Sterne sind blau; farbige Sterne, die heller sind als die Cepheiden, sind sehr selten. Die relative Häufigkeit der Sterne, die heller sind als  $M = -3$ , ähnelt derjenigen im galaktischen System. Einige kleine Haufen in M 33 ähneln in Aussehen und Farbe den Kugelhaufen in M 31, doch sind sie systematisch um eine Größenklasse oder mehr schwächer. Ihr wahres Wesen ist daher noch etwas zweifelhaft.

Leuchtende Nebelflecken mit eingeschlossenen blauen Sternen sind zahlreich, und einige von ihnen sind als selbständige Nebel katalogisiert. NGC 604, der auffälligste unter ihnen, ist ein wenig gestreckt und hat einen Durchmesser von ungefähr 230 L. J. Das Spektrum ähnelt weitgehend dem der leuchtenden Nebel im galaktischen System, z. B. des Orionnebels. NGC 604 enthält einen kleinen Sternhaufen, dessen 15 oder 20 hellste Sterne zwischen  $M = -5$  und  $-6,2$  liegen. Aus ihren Farben sowie aus angedeuteten Spektren identifiziert man diese Sterne ganz roh als O- und BO-Typen. Die Beziehung zwischen der Helligkeit der Sterne und der Ausdehnung der Nebelhüllen stimmt mit der im galaktischen System beobachteten Beziehung überein.

**NGC 6822<sup>15)</sup>**

NGC 6822 ist ein unregelmäßiger Nebel ähnlich den Magellanwolken, jedoch sehr viel kleiner und schwächer. Er liegt dicht an der Milchstraße (Breite —  $20^{\circ}$ ) und in der allgemeinen Richtung auf das galaktische Zentrum (Länge  $354^{\circ}$ ), wo die verdunkelnden Wolken am stärksten sind. Aus diesem Grunde ist die Korrektion wegen der galaktischen Verdunklung ziemlich unsicher.

Aus den scheinbaren Helligkeiten von 12 Cepheiden fand man für die Entfernung den 6,7fachen Betrag der Entfernung der kleinen Magellanwolken, die normale Breitenkorrektion verkleinert die absolute Entfernung auf etwa 530000 L.J. (164000 parsec). Der Hauptkörper des Nebels ist länglich, die Durchmesser betragen 3200 und 1600 L.J. ( $20'$  mal  $10'$ ). Der zentrale Kern, der etwa 1250 mal 470 L.J. ( $8'$  mal  $3'$ ) groß ist, ähnelt den Kernen der Magellanwolken. Die Möglichkeit von schwachen Ausläufern ist nicht untersucht worden. Der Nebel ist ein äußerst lichtschwacher Zwerg, der schwächste, den man kennt, und hat eine absolute Helligkeit von etwa  $M = -11$  (5 Millionen Sonnenleuchtkräfte).

Novae hat man nicht beobachtet. Man fand einige unregelmäßige Veränderliche, von denen keiner heller ist als der hellste Cepheide. Es kommen einige, wahrscheinlich kugelförmige Haufen vor. Sie sind jedoch verhältnismäßig schwach und ähneln mehr denen in M 33 als in M 31. Es gibt fünf deutliche, leuchtende Nebelflecke, deren größter wie ein Ring aussieht, in dessen Mitte sich eine kleine Gruppe heller Sterne befindet und der einen Durchmesser von 130 L.J. hat. Die obere Grenze der Sternhelligkeiten liegt etwa bei  $M = -5,6$ . Vielleicht hat dieser kleine Wert etwas mit dem beschränkten Sterngehalt des Nebels zu tun. Die aus einem Nebelfleck hergeleitete Radialgeschwindigkeit von  $-150$  km/sec entspricht recht gut der Sonnenbewegung.

**IC 1613**

IC 1613 ist, wie NGC 6822, ein kleiner, schwacher und unregelmäßiger Nebel. Seine hohe Breite von  $-60^{\circ}$  macht ihn frei von den gröbereren Einflüssen der örtlichen Verdunklung und erleichtert so die Deutung der photometrischen Daten. Baade, der

<sup>15)</sup> Eine ausführliche Behandlung sowie Hinweise auf frühere Untersuchungen findet man bei Hubble, „NGC 6822, a Remote Stellar System“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 304; Astrophysical Journal 62, 409, 1925.

die Natur des Systems entdeckte, führte mit dem 100 inch-Reflektor eine ausführliche Untersuchung des Sterngehaltes durch. Die endgültigen Ergebnisse werden bald veröffentlicht werden<sup>16)</sup>. Er fand viele veränderliche Sterne, von denen die meisten Cepheiden sind. Die Entfernung beträgt etwa 900000 L.J. Der Hauptkörper ist nahezu rund, hat einen Durchmesser von etwa 4400 L.J. und ist etwa 5 Millionen mal heller als die Sonne. Der Sterngehalt ähnelt demjenigen von NGC 6822, doch sind die Nebelflecke nicht so deutlich.

### Mögliche Mitglieder der lokalen Gruppe

Von den neun soeben beschriebenen Systemen weiß man, daß sie Mitglieder der lokalen Gruppe sind. Drei weitere Nebel — NGC 9646, IC 342 und IC 10 — können als mögliche Mitglieder betrachtet werden. Die beiden ersten<sup>17)</sup> sind große, schwache  $S_0$ -Spiralnebel am nördlichen Rande der Milchstraße, beide in einer Breite von  $\pm 11^\circ$ . Sie liegen in der Zone teilweiser Verdunklung, die die undurchsichtigen Wolken in der Milchstraße umrandet, und erfahren daher vielleicht neben dem normalen Breiteneffekt noch eine starke zusätzliche Verdunklung. Die gesamte Verdunklung kann irgendwo zwischen einer und drei Größenklassen liegen, die photometrischen Daten sind daher als Entfernungskriterien entsprechend unsicher. In beiden Nebeln findet man Sterne, jedoch keine veränderlichen. Sie liefern nur eine obere Grenze für die möglichen Entfernungen. Wenn die Verdunklung zwei oder drei Größenklassen beträgt, so gehören die Nebel zur lokalen Gruppe; beträgt sie nur eine Größenklasse, so gehören sie ihr nicht an.

Die Radialgeschwindigkeiten geben eine weitere unabhängige Auskunft, sind aber auch unsicher. Die bezüglich der Sonnenbewegung korrigierten Geschwindigkeiten betragen für NGC 6946  $+ 110$  und für IC 342  $+ 150$  km/sec. Diese Geschwindigkeiten sind die Summe aus den Eigenbewegungen und etwaigen Entfernungseffekten. Durch geeignete Verteilung auf diese Größen, die beide un-

<sup>16)</sup> Einige der Ergebnisse sind erwähnt in dem Annual Report of the Mount Wilson Observatory for the year 1934—35.

<sup>17)</sup> IC 342 wurde von Hubble und Humason in der Arbeit „The Velocity-Distance Relation for Isolated Extra-Galactic Nebulae“ als mögliches Mitglied der lokalen Gruppe erkannt, Proceedings of the National Academy of Sciences 20, 264, 1934. Der Nebel wurde dann später im Harvard College Observatory Bulletin Nr. 899, 1935 beschrieben.

## Tafel XI

### IC 1613

Der Nebel ist unregelmäßig und ähnelt den Magellanwolken. Jedoch ist er viel kleiner und schwächer (etwa 5 Millionen Sonnenhelligkeiten). Im Vergleich zur großen Wolke ist IC 1613 etwa 75mal schwächer und hat die 10,6fache Entfernung (900000 L.J.); er erscheint daher 8500mal schwächer als die große Wolke.

IC 1613 ist das entfernteste der bekannten Mitglieder der lokalen Gruppe. Infolge der hohen galaktischen Breite ( $\beta = -60^\circ$ ) gibt es nur wenig Vordergrundsterne. Aus diesem Grunde ist die Feststellung der zum Nebel gehörigen Sterne ziemlich einfach. Der Sterngehalt ähnelt dem der Magellanwolken. Es bestehen geringe Unterschiede, doch beruhen diese wohl auf der Tatsache, daß die Wolken eine viel größere Mustersammlung von Sternen liefern.

Die Aufnahme wurde am 14. November 1933 von Baade mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Osten ist oben; 1 mm = 5,9''.



bekannt sind, kann man dem Nebel nach Wunsch einen Ort innerhalb oder außerhalb der lokalen Gruppe zuweisen.

Der dritte Nebel, IC 10, ist eines der merkwürdigsten Objekte am Himmel. Mayall am Lick Observatory machte zum ersten Male auf seine Besonderheiten aufmerksam<sup>18)</sup>. Er liegt weit innerhalb der Grenzen der Milchstraße, in einer Breite von  $-3^{\circ}$ . Die Länge von  $87^{\circ}$  liegt etwa  $122^{\circ}$  ab vom galaktischen Zentrum. Das Aussehen ist anscheinend das eines extragalaktischen Nebels mit Andeutungen von Auflösung. Es ist schwer, die Aufnahmen vollkommen zu deuten, doch lassen sie vermuten, daß es sich wohl um einen Teil eines großen Spiralnebels von spätem Typus handelt, der durch verdunkelnde Wolken hindurch eben noch zu sehen ist. Die Radialgeschwindigkeit ist unbekannt. Die Möglichkeit, daß er der lokalen Gruppe angehört, beruht lediglich auf der außerordentlichen Verdunklung, die man wegen der sehr niederen Breite annehmen muß. Bevor kein neues Beobachtungsmaterial vorliegt, kann man nichts Genaueres sagen.

### Zusammenfassung

Die absoluten Helligkeiten der Gruppenmitglieder liegen zwischen  $M = -11$  und  $-17,5$ . Der Mittelwert beträgt  $-13,6$ . Diese Werte kann man mit den später gefundenen Werten für das allgemeine Feld und für Nebelhaufen vergleichen, die etwa zwischen  $M = -11,6$  und  $-16,8$  liegen und einen Mittelwert von etwa  $-14,2$  ergeben. Dieser geringe Unterschied kann wesentlich auf der Anwesenheit dreier sehr lichtschwacher Zwerge in der lokalen Gruppe beruhen, nämlich IC 1613, NGC 6822 und NGC 205. Diese Ergebnisse lassen vermuten, daß im allgemeinen Feld viele ähnliche Zwerge vorkommen, die infolge ihrer geringen Helligkeit bei den allgemeinen Durchmusterungen übersehen worden sind. Eine sorgsame Nachprüfung der Durchmusterungen zeigt aber, daß solche Nebel entdeckt worden wären, wenn ihre Zahl groß wäre. Sie müssen daher verhältnismäßig selten sein. Ihr Vorkommen in der lokalen Gruppe scheint daher eine einzigartige Eigenschaft der Gruppe zu sein und mindert ihren Wert als Muster für die Nebel im allgemeinen.

Bei der Ableitung der Mittelwerte von  $M$  (Nebel) und von  $M$  (Sterne) wurde das galaktische System nicht berücksichtigt. Es ist jedoch ein hervorragendes Mitglied der Gruppe, und seine Helligkeit,

<sup>18)</sup> „An Extra-Galactic Object  $3^{\circ}$  from the Plane of the Galaxy.“  
Publications of the Astronomical Society of the Pacific 47, 317, 1935.

## Tafel XII

### NGC 6946 und IC 342

Diese großen, schwachen Spiralnebel von spätem Typus sind mögliche Mitglieder der lokalen Gruppe. Sie liegen dicht an der Milchstraße ( $\beta = + 11^\circ$ ) und zeigen daher zahlreiche Vordergrundsterne (man vergleiche Tafel XI mit  $\beta = - 60^\circ$  und Tafel XIII mit  $\beta = + 75^\circ$ ). Infolge ihrer Lage am Rande der Verdunklungszone (siehe Abb. 10) sind sie einer kräftigen lokalen Verdunklung unterworfen. Da der genaue Betrag derselben unbekannt ist, so ist auch die Entfernung unsicher und daher die Mitgliedschaft zur lokalen Gruppe ungewiß.

Beide Nebel sind teilweise aufgelöst, doch hat man, mit einer Ausnahme, noch keine Sterntypen einwandfrei identifizieren können. 1917 entdeckte man in NGC 6946 (obere Aufnahme) eine Nova (vgl. S. 70), deren Entdeckung dann zur Entwicklung von Methoden führte, mit denen man heute Nebelentfernungen bestimmt.

Die Aufnahme von NGC 6946 wurde am 19. und 20. Juni 1921 von Humason mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; Süden ist am äußeren Rand der Seite; 1 mm = 6,4". Die Aufnahme von IC 342 (untere Aufnahme) wurde am 16. November 1933 mit dem 60 inch-Reflektor gemacht; Westen ist am äußeren Rand der Seite; 1 mm = 12,1".



die man nicht kennt, ist wahrscheinlich von der gleichen Größenordnung wie die von M 31. Würde man diesen hypothetischen Wert in die Gruppenliste aufnehmen, so würde das Mittel von  $M$  (Nebel) etwa  $-14,0$  werden, und die kleine, lokale Mustersammlung würde weitgehend mit der großen Mustersammlung der Feldnebel und Nebelhaufen übereinstimmen. Der Mittelwert von  $M$  (Sterne) würde durch Einschluß des galaktischen Systems kaum um mehr als  $0,1$  Größenklassen geändert werden.

Innerhalb der Gruppe wurde mit Bestimmtheit eine Supernova, nämlich die von 1885 in M 31 beobachtet. Die meisten der zahlreichen galaktischen Novae — besonders die mit bloßem Auge sichtbare Nova von 1572 — würden wohl, wenn ihre Entfernungen bekannt wären, zur Klasse der Supernovae gerechnet werden. Die 1917 in dem möglichen Mitglied NGC 6946 beobachtete Nova war wahrscheinlich eine Supernova, die erst eine unbestimmte Zeit nach ihrem Helligkeitsmaximum entdeckt wurde.

Normale Novae sind — außer im galaktischen System — in vier Mitgliedern der lokalen Gruppe beobachtet worden, eine in jeder der Magellanwolken, sechs in M 33 und 115 in M 31. Der  $S_c$ -Riesennebel ist offensichtlich ein bevorzugtes System und der  $S_o$ -Nebel ist häufiger als die unregelmäßigen Nebel. Das galaktische System (wahrscheinlich vom Typus  $S_o$ ) liegt zwischen M 31 und M 33. Die spärlichen Daten lassen einen Zusammenhang zwischen der Häufigkeit normaler Novae und dem Nebeltypus (Grad der Dichte der Materie im Nebel) und bei vorgegebenem Typus zwischen Novahäufigkeit und Gesamthelligkeit (Sternegehalt) vermuten.

In dem typischen elliptischen Nebel M 32 findet man keine Sterne und in dem besonderen Nebel NGC 205 ist ihr Vorkommen fraglich. Alle anderen Mitglieder der Gruppe sind gut aufgelöst. Die hellsten Sterne in der großen Magellanwolke und in M 31 sind (unregelmäßige) Veränderliche, während sie in den anderen aufgelösten Nebeln nicht veränderlich sind. Die große Wolke scheint besonders reich an Überriesensternen zu sein, selbst wenn man die Veränderlichen ausschließt. Die obere Grenze der Sternhelligkeit bei  $M = -7,2$  scheint eine ganz aus dem Rahmen fallende Ausnahme zu sein. Die entsprechenden Grenzen bei anderen Mitgliedern der Gruppe liegen zwischen  $-5,5$  und  $-6,5$  mit einem Mittelwert von rund  $-6,0$ . Eine erneute Überprüfung dieser Daten nebst einiger weiterer Daten von näheren Nebeln des allgemeinen Feldes führen für die hellsten Sterne in aufgelösten Nebeln zur Annahme von  $M = -6,1$ . Dieser

Wert soll im nächsten Kapitel als Entfernungskriterium verwandt werden.

Nebelflecke mit Linienemission findet man in den Spiralnebeln später Typen und in den unregelmäßigen Nebeln, jedoch nicht in den früheren Typen. Diese Verteilung scheint allgemein gültig zu sein. Blaue Riesen und Emissionsnebel sind charakteristische Merkmale für einen hohen Auflösungsgrad.

Die Radialgeschwindigkeiten der Gruppenmitglieder können im wesentlichen als eine Folge der Sonnenbewegung verstanden werden. Die Reste sind Summen aus Eigenbewegungen der Nebel und Entfernungseffekten. Letztere sind notwendig positiv. Da die Reste klein sind — ihr Mittelwert ist eine kleine negative Größe —, so müssen Entfernungseffekte fehlen oder die Eigenbewegungen müssen groß und einheitlich negativ sein. Die zweite Möglichkeit, bei der man also annimmt, daß sich die lokale Gruppe zusammenzieht, oder daß sich das galaktische System dem Zentrum nähert, scheint durch die an den näheren Feldnebeln beobachteten Geschwindigkeiten nicht gestützt zu werden. Das Beobachtungsmaterial ist spärlich, seine Deutung noch nicht ganz klar, doch läßt es andeutungsweise vermuten, daß die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung innerhalb der lokalen Gruppe nicht gilt.

## Kapitel 7

### Das Allgemeine Feld

#### Die Abstandskriterien

Die lokale Gruppe ist eine Mustersammlung von Nebeln, deren Entfernungen mit den lange bekannten, für Untersuchungen innerhalb des galaktischen Systems gebräuchlichen Methoden bestimmt wurden. Die Sammlung ist klein, doch bildet sie eine sehr notwendige und willkommene Brücke zu den Nebeln des allgemeinen Feldes. Die Klasse der hellsten Objekte in den Mitgliedern der lokalen Gruppe ist auch noch in den näheren mit dem Fernrohr aufgelösten Feldnebeln zu sehen. Diese hellsten Objekte machen es möglich, diese und jene auf einen gemeinsamen Nenner zu bringen und zu vergleichen. Der Vergleich zeigt, daß Feldnebel, die das Fernrohr noch auflöst, im großen und ganzen den Nebeln der lokalen Gruppe ähnlich sind. Diese Feststellung ist von grundsätzlicher Bedeutung.

Der gemeinsame Nenner ist der „hellste Stern“, definiert als das Mittel aus den drei oder vier hellsten Einzelsternen in einem Nebel. Diese „hellsten Sterne“ sind zwar sicher nicht genau gleich, haben aber in fast allen aufgelösten Nebeln der Größenordnung nach dieselbe absolute Leuchtkraft. Die mittleren Helligkeiten wurden weitgehend an Mitgliedern der lokalen Gruppe bestimmt, deren Entfernungen aus Cepheidenbeobachtungen bekannt waren. Nachdem so eine Eichung vorgenommen war, ergaben die hellsten Sterne in den noch auflösbaren Nebeln des allgemeinen Feldes unmittelbar deren Entfernungen. Die Entfernungen waren jedoch nur statistisch zu werten; sie waren also in jedem Einzelfalle mit Fehlern behaftet, im Mittel jedoch zuverlässig.

Mit Hilfe der hellsten Sterne kann man die uns nächste Schicht des allgemeinen Feldes erforschen, ähnlich wie man die Cepheiden zur Erforschung der lokalen Gruppe verwendete. Einige der deutlicher erkennbaren Feldnebel kann man bis in gewisse Einzelheiten beschreiben, etwa so, wie es im vorigen Kapitel bei der lokalen Gruppe geschah. Aber zum Zweck der allgemeinen Untersuchung wird das Kriterium in anderer Weise angewandt. Die Anzahl der auflösbaren Feldnebel ist groß genug — etwa 125 sind bekannt —, um ein ein-

wandfreies allgemeingültiges Muster für Nebel vom späteren Typus abzugeben. Diese Mustersammlung von auflösbaren Nebeln dient nun als Gruppe zur Eichung eines neuen Entfernungskriteriums, nämlich der absoluten Leuchtkraft der Nebel selbst. Dieses Kriterium läßt sich auf alle Nebel anwenden — unabhängig von ihrem Typus und ihrer scheinbaren Helligkeit.

Das Anwendungsgebiet dieses neuen Kriteriums ist das Reich der Nebel — die Gesamtheit des beobachtbaren Raumteiles. Das Kriterium hat wiederum statistischen Charakter, doch ist die Streuung jetzt groß. Wesentlich ist, daß bei der Eichung jetzt nicht nur die mittleren Helligkeiten der Nebel, sondern auch die Streuung der einzelnen Leuchtkräfte um den Mittelwert einbezogen wird. Die erforderlichen Daten sind in der Leuchtkraftfunktion enthalten, die, wie schon erwähnt, die praktische Ausdrucksform für die Häufigkeitsverteilung absoluter Größenklassen von Nebeln in einem gegebenen Raumteil ist. Die wesentlichen Merkmale der Leuchtkraftfunktion sind erstens die Gestalt der Häufigkeitskurve, zweitens die mittlere oder die häufigste Leuchtkraft, drittens die Streuung. Sind diese bekannt, so ist die Funktion vollkommen bestimmt.

Die Gestalt der Häufigkeitskurve nebst der Streuung wurde in mehreren Meßreihen aus den scheinbaren Helligkeiten bestimmt. Die Ergebnisse stimmen ganz gut überein. Die Kurve ähnelt, um es vorweg zu nehmen, einer normalen Fehlerkurve, und die Streuung ist etwas kleiner als eine Größenklasse. Der Betrag der mittleren absoluten Größenklasse,  $M_0$  genannt, kann nur aus Nebeln, deren Entfernungen bekannt sind, abgeleitet werden. Die Mitglieder der lokalen Gruppe sind hierfür nicht zahlreich genug, die Bestimmung von  $M_0$  hängt daher hauptsächlich von der Mustersammlung auflösbarer Nebel im allgemeinen Feld ab.

Die Entwicklung der Entfernungskriterien ging nur schrittweise vor sich, ist darum aber nicht weniger eindrucksvoll. Das Forschungsfeld vergrößerte sich Schritt für Schritt. Jedes Kriterium lieferte eine Mustersammlung von Objekten, die zur Eichung eines neuen, zwar weniger genauen, aber in größere Entfernungen reichenden Kriteriums dienten. Der erste Schritt — die Entfernung der Sonne, die die astronomische Längeneinheit bildet — lag innerhalb des Sonnensystems. Dann folgten innerhalb des Sternsystems Sternparallaxen, Sternbewegungen, spektroskopische Parallaxen und Cepheiden. Dieses letzte Kriterium baute die Brücke zu den extragalaktischen Bereichen. Es führte zu den hellsten Sternen in Nebeln,

zu den Helligkeiten der Nebel, und schließlich, wie wir sehen werden, zu den hellsten Nebeln in Haufen.

Das Licht der Sonne erreicht die Erde in etwa 8 Minuten (genauer in 500 Sekunden); von dem fernsten Haufen, dessen Entfernung gemessen werden konnte, reist es 240 Millionen Jahre. Das Verhältnis beträgt etwa  $1,5 \cdot 10^{13}$ , und dennoch wird die Unsicherheit in der Entfernung des Haufens kaum größer als 15% sein. Dieser Vergleich spricht für den hohen Grad von Einheitlichkeit, dem man im Reiche der Nebel begegnet. Eine solche Genauigkeit ist nur dann zu erwarten, wenn statistische Methoden auf ein umfangreiches Material weitgehend vergleichbarer Daten angewendet werden.

### Hellste Sterne

Die Untersuchung des allgemeinen Feldes beginnt mit dem Vergleich zwischen Mitgliedern der lokalen Gruppe und näheren Feldnebeln. Die Cepheiden sind keineswegs die hellsten Objekte, die man in den Mitgliedern der lokalen Gruppe erkennen kann. Sie werden durch gewisse Typen von unregelmäßigen Veränderlichen, von normalen Novae, hellsten Sternen, Kugelhaufen, offenen Haufen und Emissionsnebeln übertroffen. Mit zunehmender Entfernung sollten diese Objekte, Klasse für Klasse verschwinden; die Beobachtung ergibt tatsächlich eine Folge von Nebeln in der erwarteten Ordnung. Wenn schließlich die letzten Einzelheiten des Sterngehaltes der Nebel im Fernrohr verschwinden, dann bleiben als mögliche Entfernungskriterien nur noch die Gesamthelligkeiten der Nebel und die Rotverschiebung in ihren Spektren übrig.

Außerhalb dieser Reihe liegen nur die außerordentlich seltenen Supernovae, die in jedem Nebel in Abständen von 500 bis 1000 Jahren auftauchen. Aus den spärlichen verfügbaren Daten schließt man, daß sie in ihrem Maximum stets ziemlich die gleiche absolute Leuchtkraft erreichen, die mit der mittleren Helligkeit der Nebel selbst vergleichbar ist. Supernovae können bis zu einer ungeheuren Entfernung beobachtet und entdeckt werden und sind grundsätzlich ein ebenso zuverlässiges Entfernungskriterium wie die Gesamthelligkeiten der Nebel. In Wirklichkeit werden die Maxima so selten beobachtet und die Novae selbst sind so selten, daß sie nur sehr wenig zu diesem Problem beitragen.

Einige wenige unregelmäßige Veränderliche und normale Novae konnten in drei oder vier der nächsten Feldnebel identifiziert werden,

jedoch nicht in genügender Anzahl, um genaue Entfernungen zu liefern. Offene Haufen und Nebelflecke mit Emissionslinien sind häufiger; doch sind sie schwer mit Sicherheit zu identifizieren. Auch sind ihre Gruppenmerkmale nicht ausreichend genau bekannt, um aus ihnen zuverlässige Kriterien abzuleiten. Die dringlichste Aufgabe scheint zur Zeit die Bestimmung ihrer Gruppenmerkmale aus den auf andere Weise unabhängig abgeleiteten Entfernungen.

Die Kugelhaufen zeigen ebenfalls Anomalien, die noch erforscht werden müssen. Sterne können von den Haufen bis herunter zur Größenklasse 19 ohne weiteres unterschieden werden, unter sehr günstigen Bedingungen vielleicht bis zur Größenklasse 19,5. Eine Durchmusterung der Nebel mit Sternen oberhalb dieser Grenzgröße zeigt, daß die Kugelhaufen, wenn sie überhaupt allgemein vorkommen, von System zu System sehr verschieden sein müssen. Der hellste Haufen in einem System übertrifft selten den hellsten Stern und selbst dann ist der Unterschied noch klein<sup>1)</sup>. Nahe der Empfindlichkeitsschwelle der photographischen Platte können Haufen gelegentlich für hellste Sterne gehalten werden, doch ist solch ein Irrtum nicht schlimm, wenn man Mittelwerte aus einer großen Zahl von Daten ableitet.

So scheint es, als seien die hellsten Sterne die letzten brauchbaren Kriterien des Sterngehalts von Nebeln, die mit zunehmender Entfernung dahinschwanden. Man nimmt an, daß diese Sterne in allen aufgelösten Nebeln nahezu die gleiche Helligkeit besitzen. Diese Annahme wird durch ein theoretisches und ein empirisches Argument gestützt. Wie Eddington gezeigt hat, gibt es theoretische Gründe für die Existenz einer ziemlich genau bestimmten oberen Grenze der

---

<sup>1)</sup> Innerhalb eines gegebenen Nebels liegen die Kugelhaufen innerhalb eines Bereichs von vier bis fünf Größenklassen. Die hellsten Haufen in M 31 und M 101 sind ein wenig heller, diejenigen in M 33, NGC 6822 und anderen Nebeln, wahrscheinlich einschließlich der Magellanwolke, jedoch beträchtlich schwächer als die hellsten Sterne. Das Verhältnis im galaktischen System ist ziemlich unsicher, wenn auch die verfügbaren Daten anzeigen, daß die Haufen als Gruppe besonders hell sind. Die helleren müßten, wenn man sich auf die derzeitigen Schätzungen ihrer absoluten Leuchtkräfte verlassen kann, in den Mitgliedern der lokalen Gruppe sehr deutlich zu sehen sein und würden in den näheren Feldnebeln und selbst in den Mitgliedern des Virgoaufens leicht identifizierbar sein. Wie die Beobachtung zeigt, sind solche Objekte in den näheren Nebeln nicht vorhanden. Das läßt vermuten, daß die Kugelhaufen des galaktischen Systems eine einmalige Erscheinung sind, oder daß die Schätzungen ihrer wahren Leuchtkraft übertrieben sind.

Helligkeit, die ein normaler Stern je erreicht<sup>3)</sup>. Wenn es eine solche Grenze gibt, so wird sie gewiß in jeder normalen, aus einigen Millionen Sternen bestehenden Sammlung von einigen Objekten nahezu erreicht. Die Nebel, oder wenigstens die späten Spiraltypen, bilden eine Sammlung von ausreichendem Umfang und daher sollte jeder einige Sterne dicht an der Grenze enthalten<sup>3)</sup>.

Aber unabhängig von jeder Theorie findet man als eine empirische Tatsache, daß die hellsten Sterne in aufgelösten Nebeln, deren Entfernungen aus anderen Kriterien bekannt sind, ziemlich vergleichbare Helligkeiten besitzen. Doch gibt es nicht viele solche Nebel. Die Liste besteht aus dem galaktischen System, sechs Mitgliedern der lokalen Gruppe und drei der nächsten Nebel des allgemeinen Feldes<sup>4)</sup>. Der Begriff „hellster Stern“ wird willkürlich definiert als das Mittel aus den drei oder vier hellsten Sternen in einem Nebel. Diese Sterne sind im allgemeinen etwa gleich hell, und so vermindert die Einbeziehung mehrerer Sterne lediglich die Einflüsse ungewöhnlicher Fälle und falscher Identifizierungen, ohne die Anwendbarkeit des Kriteriums einzuschränken. In diesem Sinne verteilen sich die hellsten Sterne in den zehn Systemen über einen Bereich von etwa zwei Größenklassen. Der Mittelwert für alle zehn Systeme beträgt  $M_v = -6,1$ , mit einer Streuung von  $\sigma = 0,41$ . Die hellsten Sterne sind also im Durchschnitt 48000mal heller als die Sonne.

Diese beiden Zahlen bilden das Metermaß, mit dem man die Entfernung auflösbarer Nebel mißt. Die Eichung wurde mit sehr spär-

<sup>3)</sup> Das Argument ist, daß die Leuchtkraft eine lineare Funktion der Masse ist (Masse-Leuchtkraftbeziehung), und daß die Masse eine bestimmte Grenze (etwa hundert Sonnenmassen) nicht überschreiten kann, da dann der Strahlungsdruck so groß wird, daß der Stern instabil würde. Man vergleiche Eddington, Der innere Aufbau der Sterne (1926), Kap. I, VI und VII; Sterne und Atome (erste Vorlesung), 1927.

<sup>3)</sup> Die Abwesenheit sehr heller Sterne in elliptischen Nebeln und frühen Spiralnebeln deutet darauf hin, daß diese Nebel anomale Sternsammlungen darstellen.

<sup>4)</sup> Die Feldnebel sind M 101, M 81 und NGC. 2403, deren Entfernungen, außer durch die hellsten Sterne, durch Novae, unregelmäßige Veränderliche und Kugelhaufen bestimmt wurden. Im Nebel M 101 wurden gewisse, noch nicht ganz genau identifizierte Veränderliche gefunden, die aber Cepheiden sein dürften. Die Entfernungen sind nicht so sicher wie die der Mitglieder der lokalen Gruppe; aber die Bereicherung der Liste ist sicher diese Unsicherheiten wert. Vgl. Hubble and Humason, „The Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae“, Mt. Wilson Contribut. No. 247; Astrophysical Journal 74, 43, 1931.

lichen Daten durchgeführt und wird überprüft werden müssen, wenn zuverlässige Daten von weiteren Feldnebeln vorhanden sind. Einige wenige könnte man zur Zeit noch mit dem 100 inch-Reflektor bestimmen, doch kann man wesentlich neue Ergebnisse erst nach der Inbetriebsetzung des im Bau befindlichen 200 inch-Reflektors erwarten.

Es wurde schon gesagt, daß die hellsten Sterne in den verschiedenen Nebeln nicht alle gleich hell sind. Man kann aber nicht wissen, ob es sich um ungewöhnlich helle oder ungewöhnlich schwache Sterne handelt, wenn man die Entfernung nicht schon aus anderen Quellen kennt. In großen Gruppen mitteln sich diese ungewöhnlichen Fälle heraus, doch bleibt die Entfernung der Einzelnebel mit einer Unsicherheit behaftet. Sind die Zahlenwerte der Streuung bekannt, so kann die Unsicherheit für Einzelnebel oder für beliebige große Nebelgruppen berechnet werden.

Eine Streuung von solchen Entfernungskriterien bringt Ausleseeffekte in die statistischen Durchmusterungen hinein. Liefern hellste Sterne das Kriterium, so ist der Einfluß klein, doch weiter draußen, wo nur noch die Gesamthelligkeiten der Nebel selbst verwendet werden, wird er wichtig und wird ausführlich behandelt werden. Vorläufig soll ohne weitere Erklärungen festgestellt werden, daß, wenn man die Nebel auf Grund der scheinbaren Helligkeit ihrer hellsten Sterne auswählt, die mittlere absolute Leuchtkraft dieser hellsten Sterne nicht die bei der Eichung abgeleitete, nämlich  $M_s = -6,1$ , sondern um  $1,382 \sigma^2$  heller ist, wobei  $\sigma$  die Streuung ist. Darum muß bei der Durchmusterung aufgelöster Nebel den statistischen Entfernungen der Wert  $M_s = -6,35$  zugrunde gelegt werden. Die entsprechende Leuchtkraft ist etwa die 60000fache der Sonne

### Unsicherheiten im Kriterium der hellsten Sterne

Wegen der großen Bedeutung des Kriteriums der hellsten Sterne müssen dessen Unsicherheiten und Anwendungsgrenzen untersucht werden, bevor es tatsächlich auf das allgemeine Feld angewendet wird. Man beobachtet Sterne nur in bestimmten Typen von Nebeln, nämlich in den mittleren und späten Spiraltypen und den unregelmäßigen Nebeln. Bei diesen Nebeln scheint sich die obere Grenze der absoluten Sternhelligkeit systematisch mit dem Typus zu verändern. Der Gang ist nicht genau bestimmt worden, doch weiß man, daß er klein ist. Da indessen die große Mehrzahl der Nebel, in denen

Sterne entdeckt werden können, der einen Klasse  $S_e$  angehört, so beeinflusst bei statistischen Untersuchungen der Gang mehr die Streuung der Abweichungen als die Mittelwerte der Endergebnisse.

Man könnte einwenden, daß als Einzelsterne identifizierte Bildchen auch Gruppen oder Haufen sein könnten. Dieser Einwand scheint durchaus berechtigt, da in einem entfernten Nebel der Inhalt eines größeren Raumteiles nicht von einem einzelnen Stern zu unterscheiden ist. Jedoch zeigt die Untersuchung der Haufen und Gruppen im galaktischen System und des Anblicks, den sie aus großer Entfernung bieten würden, daß eine Verwechslung nicht zu ernst genommen zu werden braucht. Dieser Schluß wird durch ähnliche Untersuchungen an Haufen in Mitgliedern des lokalen Systems bestätigt. Diese benachbarten Nebel sind von besonderer Bedeutung. Die Cepheiden sind offensichtlich Einzelsterne. Die als hellste Sterne ausgewählten Objekte sind heller als die Cepheiden, das Helligkeitsverhältnis ist etwa dasselbe, wie man es bei entsprechenden Objekten des galaktischen Systems findet. Aus diesem Grunde ist es sehr wahrscheinlich, daß die in der lokalen Gruppe als hellste Sterne ausgewählten Objekte wirklich Einzelsterne sind. Und schließlich ist, wie später noch gezeigt wird, die relative Leuchtkraft der Nebel und ihrer hellsten Sterne in der lokalen Gruppe nahezu dieselbe wie in den Feldnebeln<sup>5)</sup>. Daher sind die hellsten Sterne in den Feldnebeln wahrscheinlich auch Einzelsterne.

Außerdem scheinen die als hellste Sterne ausgewählten Objekte ohne Rücksicht auf ihre wirkliche Beschaffenheit streng vergleichbare Körper zu sein. Sie wurden bei der Prüfung eines einheitlichen Materials ausgewählt und ihre Leuchtkräfte zeigen, verglichen mit den Nebeln, in denen sie liegen, keinen systematischen Gang mit der scheinbaren Helligkeit. Dieser Beweis der Einheitlichkeit ist wichtig, da die Beobachtungen meist an der äußersten Leistungsgrenze der Teleskope liegen, wo sich systematische Fehler schwer vermeiden lassen. Andere Unsicherheiten sind von geringerer Bedeutung. Die Ausmerzungen der Feldsterne ist eine einfache statistische Aufgabe, bei der kleine zufällige Fehler, jedoch keine merklichen syste-

<sup>5)</sup> Die mittlere, auf keinen Typus reduzierte Differenz  $m_s - m_n$  beträgt 7,93 für die sechs aufgelösten Nebel, von denen man genau weiß, daß sie Mitglieder der lokalen Gruppe sind. Auf den Typus  $S_e$  reduziert, beträgt der Mittelwert 8,28. Nimmt man die zweifelhaften Fälle IC 342 und NGC 6946 hinzu, so wird das Mittel 7,96. Diese Werte sind von gleicher Größenordnung wie der Wert für die Feldnebel, nämlich 7,85.

matischen Fehler unterlaufen können. Die gelegentliche Verwechslung von Sternen und Kugelhaufen wurde bereits erwähnt.

Das Kriterium der hellsten Sterne arbeitet offenbar sehr gut, wenn es sich um die Gewinnung einer ersten Übersicht handelt, und einen unabhängigen Beweis für seine Zuverlässigkeit liefert die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung.

### Anwendung des Kriteriums der hellsten Sterne

#### 1. Die Leuchtkraftfunktion für aufgelöste Nebel

Das Kriterium der hellsten Sterne wurde auf drei Grundprobleme angewandt, die alle zur Formulierung der allgemeinen Leuchtkraftfunktion beitragen. Die Probleme sind: erstens die Leuchtkraftfunktion aufgelöster Nebel, zweitens die Entfernung des Virgohaufens und drittens die numerische Eichung der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung.

Die Leuchtkraftfunktion ist, wie schon erwähnt, die Häufigkeitsverteilung der absoluten Größenklassen unter den Nebeln in einem vorgegebenen Raumteil. Es ist unmöglich, genau diese Art Daten zu sammeln, doch kann dieselbe Häufigkeitsverteilung aus jeder beliebigen großen Sammlung von Nebeln abgeleitet werden, die völlig willkürlich ausgesucht und deren Entfernungen individuell bekannt sind. Wesentlich ist jedoch, daß die Streuung des Entfernungskriteriums in mäßigen Grenzen bleibt. Nur die aufgelösten Feldnebel liefern eine größere Liste von Daten, die diesen Bedingungen entsprechen.

Auf den Aufnahmen der großen Reflektoren des Mount Wilson kann man in etwa 125 Nebeln einigermaßen zuverlässig Sterne identifizieren<sup>6)</sup>. Man hat die scheinbaren Helligkeiten  $m_s$  der hellsten Sterne und die Helligkeiten  $m_n$  der Nebel selbst<sup>7)</sup> gemessen oder

<sup>6)</sup> Vorläufige Listen solcher Daten wurden von Hubble, Mt. Wilson Contribut. No. 324, und von Hubble und Humason, Mt. Wilson Contribut. No. 427 und Astrophysical Journal 74, 43, 1931, veröffentlicht. Die hier besprochene ausführlichere Liste enthält zusätzliche, vom Verfasser gesammelte Daten, die in den Mt. Wilson Contribut. Nr. 548 veröffentlicht sind.

<sup>7)</sup> Die Nebelhelligkeiten beruhen im allgemeinen auf unmittelbaren Messungen von Stebbins und Mitarbeitern, die eine Photozelle direkt in den Brennpunkt des Fernrohres setzten, oder auf Helligkeiten aus der Harvard-Durchmusterung heller Nebel, die auf das System der lichtelektrischen Messungen reduziert wurden.

geschätzt und die Differenz  $m_s - m_n$  für jeden Nebel berechnet. Die Differenz ergibt die Helligkeiten der Nebel in Einheiten der Helligkeiten ihrer hellsten Sterne. Z. B. besagt eine Differenz von fünf bzw. zehn Größenklassen, daß der Nebel hundert- bzw. zehntausendmal heller ist als sein hellster Stern. Wären die Sterne alle genau gleich hell, so würden die Differenzen unmittelbar die absoluten Helligkeiten der Nebel angeben. Die Häufigkeitsverteilung der Differenzen würde dann die Leuchtkraftfunktion vollständig bestimmen. In Wirklichkeit ist das Problem natürlich infolge der Streuung bei den hellsten Sternen verwickelter, wenn auch die Einflüsse klein und überdies berechenbar sind.

Die Häufigkeitsverteilung der Differenzen  $m_s - m_n$  ist in der Abb. 11 wiedergegeben. Die Meßpunkte können durch eine passend gewählte, normale Fehlerkurve gut dargestellt werden. Die mittlere oder häufigste Differenz ist 7,84 Größenklassen und die Streuung beträgt 0,94 Größenklassen<sup>8)</sup>.

Die Streuung setzt sich aus derjenigen der hellsten Sterne und derjenigen der Nebel zusammen. Eliminiert man erstere, so bleibt für die Streuung der Nebel allein etwa  $\sigma = 0,84$ .

<sup>8)</sup> Die einfachen Differenzen liegen zwischen 5,2 und 11,3 mit einem Mittelwert von etwa 7,9 Größenklassen. Die Häufigkeitsverteilung ist symmetrisch und folgt genähert einer normalen Kurve mit einer Streuung, die ein wenig kleiner als eine Größenklasse ist. Von den 125 Nebeln sind 11 unregelmäßig, 16 vom mittleren Typus und die übrigen — im ganzen 98 — sind späte Spiraltypen. Die mittleren Differenzen für die einzelnen Typen sind folgende:

Typus	Anzahl	$m_s - m_n$
$S_b$	16	$8,57 \pm 0,20$
$S_c$	98	$7,84 \pm 0,06$
Unregelmäßig	11	$7,15 \pm 0,25$

Diese Zahlen deuten auf eine systematische Abnahme der Nebelhelligkeiten oder eine systematische Zunahme der Helligkeiten der hellsten Sterne längs der Klassifizierungsfolge. Daten aus anderen Quellen lassen vermuten, daß beide Erscheinungen eine Rolle spielen, daß jedoch der Gang bei den hellsten Sternen der wichtigere ist. Jedenfalls rechtfertigen die Ergebnisse die Einordnung der mittleren Spiraltypen und der unregelmäßigen Typen in das System der späten Spiraltypen. Die Korrekturen beeinflussen die mittlere Differenz oder die Form der Häufigkeitsverteilung nur unwesentlich, doch vermindern sie die Streuung auf den oben erwähnten Wert von  $\sigma = 0,9$  Größenklassen.

Die Leuchtkraftfunktion für aufgelöste Nebel ist also eine normale Fehlerkurve mit

$$M_0 = -6,35 - 7,84 = -14,2, \quad \sigma = 0,84.$$

Die mittlere Helligkeit der Nebel beträgt etwa das 85 Millionenfache der Sonne. Die Streuung zeigt an, daß sich etwa die Hälfte der Nebel in dem schmalen Bereich von der halben bis zur doppelten

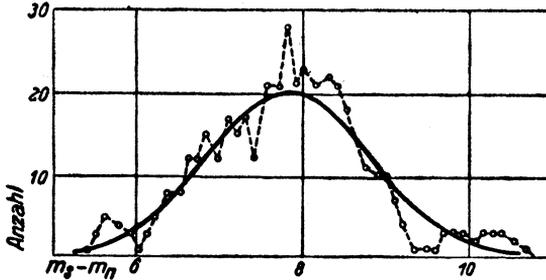


Abb. 11. Häufigkeitsverteilung von  $m_s - m_n$ .

$m_n$  und  $m_s$  sind die scheinbaren Helligkeiten der Nebel bzw. ihrer hellsten Sterne. Da die absolute Leuchtkraft (Kerzenstärke) der hellsten Sterne in allen Nebeln nahezu die gleiche ist, so gibt die Differenz  $m_s - m_n$  die absoluten Leuchtkräfte der Nebel in Einheiten der Helligkeit des hellsten Sternes. Darum stellt das Diagramm, wenn man die absolute Größenklasse der Einheit,  $M_s = -6,35$ , abzieht, die relative Häufigkeit der verschiedenen absoluten Größenklassen unter den Nebeln dar. Das Diagramm umfaßt etwa 125 Nebel; die beobachtete Verteilung (gestrichelte Kurve) wurde durch die Verwendung überlappender Summen aus je drei aufeinanderfolgenden Werten von  $m_s - m_n$  geglättet. Die ausgezogene Kurve ist eine normale Fehlerkurve mit der Streuung  $\sigma = 0,9$ .

mittleren Helligkeit befinden. Die Verallgemeinerung der Funktion auf alle Typen folgt aus der vergleichenden Untersuchung der verschiedenen Typen, wie sie in den Haufen auftreten, und aus der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung.

## 2. Die Entfernung des Virgohaufens

In den Haufen findet man alle Typen von Nebeln, wenn auch die elliptischen und frühen Spiraltypen vorherrschen. Eine Untersuchung der scheinbaren Helligkeiten innerhalb einzelner Haufen zeigt, daß die mittleren Helligkeiten und die Streuungen der verschiedenen Typen längs der ganzen Folge vergleichbar sind. Wenn etwa ein systematischer Gang vorhanden ist, so ist er zu klein, als

daß man ihn mit den heutigen Daten nachweisen könnte. Darum darf man vorläufig die Leuchtkraftfunktion der aufgelösten Nebel — sofern die Haufennebel als Gruppe mit den Feldnebeln vergleichbar sind — auf alle Typen anwenden.

Die Frage nach der Vergleichbarkeit kann nur beantwortet werden, wenn man die Entfernungen der Haufen kennt. Die Haufen sind, wie schon erwähnt wurde, untereinander sehr ähnlich. Ihre relativen Entfernungen sind so gut bekannt, daß die Kenntnis der absoluten Entfernung eines einzigen Haufens sofort die absoluten Entfernungen aller übrigen liefern würde. Glücklicherweise kann man die Entfernung des uns nächsten Haufens mit Hilfe des gleichen Kriteriums abschätzen, das bei den aufgelösten Feldnebeln angewandt wurde, nämlich mittels der hellsten Sterne.

Der Virgohaufen, der uns am nächsten ist, ist verhältnismäßig reich an Spiralnebeln. Bei den meisten späten Spiraltypen ( $S_n$ ) kann man Sterne identifizieren, doch nur in sehr wenigen der früheren Typen<sup>9)</sup>. Die hellsten bisher beobachteten Sterne liegen zwischen  $m = 19$  und  $m = 21$ , mit einem Mittelwert zwischen 20 und 20,5. Der wahre Mittelwert, einschließlich der unaufgelösten und aufgelösten Nebel muß aus der Häufigkeitsverteilung der beobachteten Größenklassen geschätzt werden. Der angenommene Wert von  $m = 20,6$  ist wahrscheinlich von der richtigen Größenordnung. Die entsprechende absolute Größenklasse dieser Sterne ist  $M_s = -6,1$ , da Ausleseeffekte bei den Haufen keine Rolle spielen, deren Mitglieder sich ja alle nahezu im gleichen Abstand vom Beobachter befinden. Somit beträgt die Differenz zwischen der scheinbaren und der absoluten Helligkeit — Entfernungsmodul genannt —

$$m - M = 26,7$$

und die Entfernung<sup>10)</sup> etwa 7 Millionen Lichtjahre.

<sup>9)</sup> Dieser Schluß beruht auf unveröffentlichten, vom Verfasser gesammelten Daten. Angaben über einen Teil der Daten findet man bei Hubble and Humason, Mt. Wilson Contribut. No. 427; Astrophysical Journal 74, 43, 1931; Hubble, „Red Shifts in the Spectra of Nebulae“, The Halley Lecture 1934 (Oxford).

<sup>10)</sup> Die Entfernung ist gegeben durch die Gleichung

$$\log d \text{ (Lichtjahre)} = 0,2 (m - M) + 1,513,$$

die unmittelbar aus der Definition von  $M$  folgt, nach der  $M = m$ , wenn  $d = 32,6$  Lichtjahre = 10 parsec. Shapley berechnete die Entfernung des Virgohaufens zu 10,5 Millionen Lichtjahre. Harvard College Observatory Bulletin Nr. 873, 1930.

## Tafel XIII

### Nebel im Virgo-Haufen (M 90 und M 100)

Der Virgo-Haufen (Entfernung = 7 Millionen L.J.) ist der nächste große Nebelhaufen und enthält außer den frühen Spiraltypen und elliptischen Nebeln, die in den normalen Haufen vorherrschen, ausnahmsweise eine besonders große Zahl von mittleren und späten Spiraltypen. Aus diesen Gründen gibt uns der Virgo-Haufen Gelegenheit zum Vergleich der Sterngehalte von Nebeln auf verschiedenen Stufen der Klassifizierungsfolge.

Die meisten der  $S_0$ -Nebel in dem Haufen können mit dem 100 inch-Reflektor teilweise aufgelöst werden, und die scheinbare Helligkeit der hellsten Sterne gibt dann die Größenordnung der Entfernung. Die überhaupt hellsten Sterne findet man in M 100 (untere Aufnahme).

Von den  $S_0$ -Nebeln sind nur wenige auflösbar, und ihre hellsten Sterne sind systematisch schwächer als die der  $S_0$ -Nebel. M 90 (obere Aufnahme) ist ein Grenzfall; einige sehr schwache Objekte konnten nur unsicher als einzelne Sterne identifiziert werden. Die Haufenmitglieder früher Typen sind im allgemeinen unaufgelöst.

Die Aufnahmen wurden mit dem 100 inch-Reflektor gemacht; die von M 90 am 21. Dezember 1935, die von M 100 am 21. Januar 1925. In beiden Fällen ist Norden oben (äußerer Rand der Seite) und der Maßstab  $1 \text{ mm} = 4,25''$ .



Da die Beobachtungen unvollständig sind — nicht alle Nebel in den Haufen können aufgelöst werden — so sind die Ergebnisse nicht endgültig. Dennoch steht die allgemeine Größenordnung der Entfernung fest und man hat eine große Mustersammlung von Haufennebeln aller Typen zum Vergleich mit den aufgelösten Nebeln des allgemeinen Feldes zur Verfügung. Die scheinbaren Helligkeiten der Haufennebel liegen zwischen  $m = 10,2$  und  $m = 15$  oder weniger, und die häufigste Größenklasse ist wahrscheinlich etwa 12,7. Die hellere Grenze ist recht scharf; dagegen ist die untere Grenze, wo die wenigen Haufenmitglieder nur schwer von den Feldnebeln zu unterscheiden sind, unsicher. Die entsprechenden aus dem Modulus  $m - M = 26,7$  abgeleiteten absoluten Größenklassen liegen zwischen  $-16,5$  und  $-11,7$  oder mehr; die häufigste ist etwa  $-14$ . Die Haufennebel sind daher vergleichbar mit den aufgelösten Feldnebeln. Die Leuchtkraftfunktion der letzteren kann also sicher auf alle Nebeltypen verallgemeinert werden.

### 3. Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung

Das dritte Problem, auf welches das Kriterium der hellsten Sterne angewandt wurde, ist die zahlenmäßige Formulierung der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung. Diese Beziehung gibt, wenn ihr Zahlenfaktor bekannt ist, die Entfernungen und damit die wahren Leuchtkräfte aller Nebel, deren Geschwindigkeiten man kennt. Da alle Nebeltypen eingeschlossen sind, so ist hierin ein wesentlicher Beitrag zum Problem der Leuchtkraftfunktion zu sehen.

Die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung ist aus sehr einfachen Daten abgeleitet, nämlich aus den Rotverschiebungen in den Nebelspektren und den scheinbaren Helligkeiten der Nebel bzw. ihrer hellsten Sterne. Die Geschwindigkeiten (konstante Vielfache der Rotverschiebungen) werden bezüglich der Sonnenbewegung korrigiert, enthalten jedoch noch die unbekanntes Eigenbewegungen der einzelnen Nebel. Die Eigenbewegungen machen sich im Entfernungseffekt so bemerkbar, als seien sie zufällige Fehler, und wenn sie auch für die einzelnen Nebel unbekannt sind, so kann ihr Einfluß auf die statistischen Mittelwerte doch abgeschätzt und teilweise rechnerisch beseitigt werden.

Die Größenklassen werden bezüglich der galaktischen Verdunklung sowie gewisser aus der Rotverschiebung folgender Einflüsse korrigiert. Letztere werden im Kap. VIII ausführlicher besprochen. Zunächst

soll der Ausdruck „korrigierte“ Größenklasse  $m_c$  ohne weitere Erklärung an Stelle der „beobachteten“ Größenklasse  $m_0$  gebraucht werden. Die Beziehung zwischen den beiden lautet

$$m_c = m_0 - \Delta m_0,$$

wo  $\Delta m_0$  der Einfluß der Rotverschiebung ist. Die Zahlenwerte der Korrekturen  $\Delta m_0$  nehmen mit der Rotverschiebung zu, werden jedoch erst wichtig für Verschiebungen, die Geschwindigkeiten über 5000 km/sec entsprechen.

Aus drei voneinander unabhängigen Sätzen von Daten wurden Beziehungen zwischen den Logarithmen der Geschwindigkeiten,  $\log v$ , und den scheinbaren Helligkeiten  $m_c$  abgeleitet. Die erste

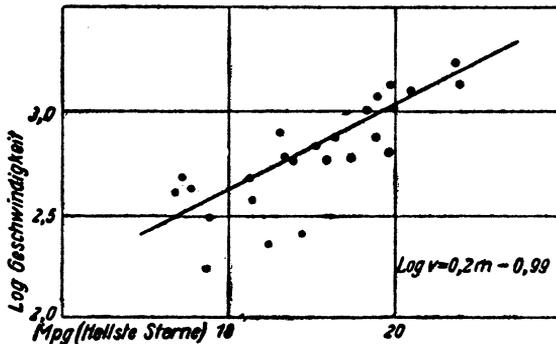


Abb. 12. Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung aus den hellsten Sternen.

Es sind die Logarithmen der Geschwindigkeiten (in km/sec und bezüglich der Sonnenbewegung korrigiert) gegen die scheinbaren Helligkeiten der hellsten Sterne in den Nebeln (bezüglich der lokalen Verdunklung korrigiert) aufgetragen. Die Nebel der lokalen Gruppe sind weggelassen. Die drei unteren, herausfallenden Punkte beruhen vielleicht auf Eigenbewegungen.

Beziehung verknüpft die Geschwindigkeiten aufgelöster Feldnebel<sup>11)</sup> mit den Helligkeiten der hellsten Sterne (29 Fälle); die zweite Beziehung verknüpft die Geschwindigkeiten von Feldnebeln aller Typen, ob aufgelöst oder nicht, mit den Helligkeiten der Nebel selbst (103 Fälle); die dritte verknüpft die Geschwindigkeiten von

<sup>11)</sup> Mitglieder der lokalen Gruppe wurden nicht benutzt. Sie sind so nahe, daß ihre Eigenbewegungen groß gegen die Entfernungseffekte sein können. Überdies steht es noch nicht fest, ob innerhalb der lokalen Gruppe Entfernungseffekte überhaupt bestehen.

Haufen (jede Haufengeschwindigkeit ist der Mittelwert aller im Haufen beobachteten Geschwindigkeiten) mit der Helligkeit des fünfthellsten Nebels in den betreffenden Haufen (10 Fälle)<sup>12)</sup>.

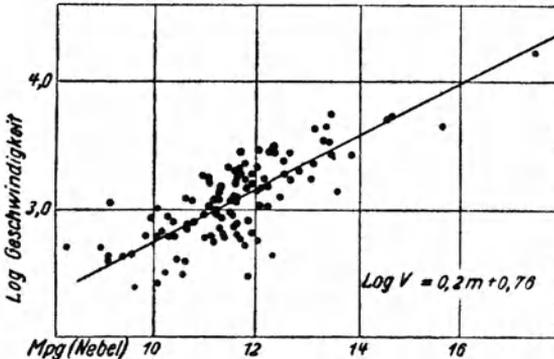


Abb. 13. Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung für Feldnebel.

Es sind die Logarithmen der Geschwindigkeiten (in km/sec und bezüglich der Sonnenbewegung korrigiert) gegen die scheinbaren Nebelhelligkeiten (bezüglich der lokalen Verdunklung korrigiert) aufgetragen. Bei den helleren (näheren) Nebeln ist der Einfluß der Eigenbewegungen beträchtlich.

Die drei Beziehungen<sup>13)</sup>, die in den Abb. 12, 13 und 14 wiedergegeben sind, lassen sich durch die Gleichungen

$$\begin{aligned} \log v &= 0,2 m_e - 1,403 \text{ (hellste Sterne),} \\ &= 0,2 m_e + 0,347 \text{ (Feldnebel),} \\ &= 0,2 m_e + 0,612 \text{ (Haufen)} \end{aligned}$$

darstellen, wo  $v$  in km/sec angegeben ist. Diese Gleichungen ergeben genau dieselbe Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung. Die Unterschiede in den Konstanten beruhen auf den Unterschieden der absoluten Helligkeiten der als Entfernungskriterien benutzten Objekte.

<sup>12)</sup> Die großen Haufen sind einander bemerkenswert ähnlich und man kann wichtige Zusammenhänge ableiten, indem man z. B. irgendeinen der zehn hellsten Nebel oder das Mittel aus einigen der hellsten verwendet. Tatsächlich beträgt die systematische Abweichung der fünfthellsten Nebel vom Mittel der zehnthellsten weniger als 0,05 Größenklassen. Ohne Rücksicht auf das Vorzeichen ist der mittlere Fehler kleiner als 0,1 Größenklasse.

<sup>13)</sup> Die Beziehungen stellen Analysen aller Daten da, die gegen Ende 1935 zur Verfügung standen. Einzelheiten sind in den Mt. Wilson Contribut. No. 549 veröffentlicht.

Die mittlere absolute Helligkeit des einen Kriteriums, diejenige der hellsten Sterne, ist schon bekannt. Daher kann die unmittelbare Beziehung zwischen Geschwindigkeiten und Entfernungen zahlenmäßig ausgedrückt werden, und die Größenklassen anderer Kriterien können bestimmt werden. Beide Ergebnisse sind von überragender Bedeutung.

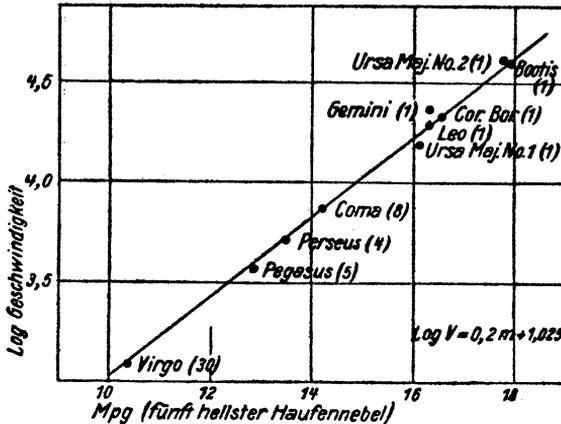


Abb. 14. Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung für Haufen.

Es sind die Logarithmen der Geschwindigkeiten (in km/sec und bezüglich der Sonnenbewegung korrigiert) gegen die scheinbaren Helligkeiten der fünfthellsten Nebel in Haufen (bezüglich der galaktischen Verdunklung korrigiert) aufgetragen. Jede Haufengeschwindigkeit ist das Mittel aus den verschiedenen einzelnen, innerhalb des Haufens beobachteten Geschwindigkeiten, deren Anzahl in Klammern neben die Kurvenpunkte gesetzt ist.

#### Eichung der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung

Die Eichung der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung geht wie folgt vor sich. Der Ausdruck für die Entfernung (in Lichtjahren) lautet

$$\log d = 0,2 (m_e - M) + 1,513,$$

wo  $M$  die absolute Größenklasse des Objektes mit der scheinbaren Größenklasse  $m_e$  ist. Darum ergibt sich für die hellsten Sterne, wo  $M = -6,35$  ist,

$$0,2 m_e = \log d - 2,783.$$

Setzt man diesen Wert von  $0,2 m_e$  in die Beziehung für die hellsten Sterne ein, so erhält man

$$\log v = \log d - 4,19, \quad v = 6,6 \cdot 10^{-5} d, \quad d = 15300 v.$$

Somit beträgt die scheinbare Geschwindigkeitszunahme eines Nebels 165 km/sec je Million Lichtjahre (oder 550 km/sec je Million parsec) seiner Entfernung.

Eine andere Methode zur Analyse der Daten führt zu etwas kleineren, doch wahrscheinlicheren Werten der Koeffizienten. Die Beziehung zwischen  $\log v$  und  $m_o$ , die genauer als Geschwindigkeit-Helligkeitsbeziehung, denn als Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung bezeichnet werden müßte, ist mit Unsicherheiten behaftet, die durch die unsymmetrische Verteilung der durch die Eigenbewegungen hervorgerufenen Fehler entstehen. Der Mangel an Symmetrie ist schwer auszuwerten und zu korrigieren, besonders im Falle der aufgelösten Nebel, bei denen die Entfernungseffekte notwendigerweise klein sind. Trotz allem sind diese Nebel die einzigen, deren Entfernung aus einem fundamentalen Kriterium abgeleitet wurde und daher müssen gerade sie zur zahlenmäßigen Eichung dienen.

Die Unsicherheiten in der Geschwindigkeit-Größenklassenbeziehung können durch Verwendung der Geschwindigkeiten selbst an Stelle von  $\log v$  und der aus den Moduli  $m_o - M$  berechneten Entfernungen selbst vermieden werden. Die den Eigenbewegungen entsprechenden Reste verteilen sich dann symmetrisch und heben sich nahezu heraus, wenn man die mittleren Geschwindigkeiten einer großen Zahl von Nebeln betrachtet. Dafür werden jedoch die mittleren Entfernungen jetzt einen systematischen Fehler zeigen<sup>14)</sup>, doch sind die notwendigen Korrekturen klein und lassen sich leicht berechnen. Im Falle der aufgelösten Nebel, bei welchen die Streuung der absoluten Helligkeiten der hellsten Sterne 0,4 Größenklassen beträgt, muß die mittlere Entfernung nur um 1,7 % vergrößert werden.

Die Kurve, welche die Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung darstellt, geht vom Ursprung der Koordinaten (dem Beobachter) aus,

<sup>14)</sup> Da sich die Häufigkeiten der absoluten Größenklassen der Entfernungskriterien symmetrisch um den mittleren Wert (die Leuchtkraftfunktionen sind normale Fehlerkurven) verteilen, so zeigen die Häufigkeiten der Entfernungslogarithmen für Objekte einer bestimmten scheinbaren Helligkeit ebenfalls eine normale Verteilung. Die einfachen Entfernungen werden daher eine schiefe Häufigkeitsverteilung zeigen. Demnach ist die Beziehung zwischen den Mittelwerten sehr einfach

$$\log \bar{d} = \overline{\log d} + 1,152 \sigma^2,$$

wo  $\sigma$ , die Streuung von  $\log d$ , ein Fünftel derjenigen von  $M$  beträgt.

und man weiß (aus Beobachtungen von Haufen und entfernten Feldnebeln), daß sie annähernd linear ist. Nun liefert die mittlere Geschwindigkeit und die mittlere Entfernung der aufgelösten Nebel als Gruppe einen Punkt, durch den die Kurve hindurchgehen muß. Dieser Punkt bestimmt den Anstieg der Kurve (die Zunahme der Geschwindigkeit mit der Entfernung). Die heute verfügbaren Daten — für 29 aufgelöste Feldnebel — führen zu den folgenden Werten:

$$\begin{aligned}\bar{d} &= 4,07 \text{ Millionen Lichtjahre,} \\ \bar{v} &= 658,4 \text{ km/sec,} \\ \bar{v}/\bar{d} &= 165 \text{ km/sec je Million Lichtjahre,} \\ &= 550 \text{ km/sec je Million parsec.}\end{aligned}$$

Der Wert von  $\bar{d}$  enthält die im vorigen Paragraphen erwähnte Korrektur um 1,7%. Läßt man die Korrektur weg, so kann man die Konstante der Geschwindigkeit-Helligkeitsbeziehung unter der Annahme berechnen, daß die Eigenbewegungen zu vernachlässigen sind. Der so erhaltene Wert der Konstanten, — 1,410, stimmt sehr nahe mit dem früher für die Beziehung angenommenen Wert, — 1,403, überein.

Ähnliche Eichungen der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung können mit Hilfe der Feldnebel im allgemeinen oder mit den Haufen gemacht werden. Die Ergebnisse sind mit den aus aufgelösten Nebeln gewonnenen vergleichbar, doch sind sie nicht unabhängig, da die Entfernungen oder, genauer gesagt, die absoluten Größenklassen der Entfernungskriterien aus dem fundamentalen Kriterium der hellsten Sterne hergeleitet wurden. Darum unterstreicht die Übereinstimmung der verschiedenen Eichungen zwar die innere Einheitlichkeit der Daten, trägt jedoch nur wenig zur Kenntnis des absoluten Maßstabes des Entfernungseffektes bei.

Die unmittelbare Eichung des Entfernungseffektes aus der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung erlaubt eine Abschätzung der Streuung der besonderen Bewegungen der Nebel. Die totale Streuung der Abweichungen von der Beziehung beträgt, in Geschwindigkeiten ausgedrückt etwa 248 km/sec. Die besonderen Bewegungen tragen dazu etwa 200 km/sec bei, und der Rest verteilt sich auf zufällige Meßfehler und die Streuung in den absoluten Helligkeiten der hellsten Sterne.

Wenn auch der Koeffizient 165 km/sec je Million Lichtjahre das zuverlässigere Maß für den absoluten Entfernungseffekt ist, so kann der aus der Geschwindigkeit-Helligkeitsbeziehung abgeleitete Koeffi-

zient doch gut zu einem Vergleich der Entfernungskriterien in den drei Korrelationen dienen. Die Gleichung läßt sich auf jeden Nebel und jeden Haufen, dessen Geschwindigkeit bekannt ist, anwenden. Die Geschwindigkeiten in km/sec geben, durch 165 dividiert die Entfernungen in Millionen Lichtjahren. Die Entfernungen bestimmen zusammen mit den scheinbaren Helligkeiten die absoluten Helligkeiten. Die Analyse der Liste der so gesammelten absoluten Helligkeiten würde die Leuchtkraftfunktion, einschließlich der Gestalt der Häufigkeitsverteilungskurve, der mittleren Größenklasse und der Streuung ergeben.

Diese Auskunft kann man sich jedoch viel einfacher unmittelbar aus den Konstanten und den Abweichungen in den drei Korrelationen verschaffen. Die Unterschiede in den mittleren absoluten Größenklassen der verschiedenen Entfernungskriterien sind augenscheinlich fünfmal so groß wie die Unterschiede der in den Korrelationen vorkommenden Konstanten<sup>15)</sup>. Die Feldnebel sind daher um den Betrag  $5 \cdot (1,197 + 0,553) = 8,75$  Größenklassen heller als die hellsten Sterne. Die fünfthellsten Nebel in den Haufen weichen von den hellsten Sternen um  $5 \cdot (1,197 + 0,818) = 10,05$  Größenklassen ab. Die absoluten Größenklassen der drei Kriterium sind daher

$$M_s = -6,35 \text{ (hellste Sterne),}$$

$$\bar{M} = -15,1 \text{ (Feldnebel),}$$

$$M_h = -16,4 \text{ (fünfthellste Nebel im Haufen).}$$

### Die Leuchtkräfte von Haufennebeln

Die fünfthellsten Nebel in den Haufen sind im Durchschnitt eine halbe Größenklasse oder weniger schwächer als die hellsten Nebel. Die mittlere absolute Größenklasse der letzteren beträgt also etwa  $-16,9$ . Der Unterschied zwischen der hellsten und der mittleren oder häufigsten Größenklasse in einem Haufen ist nicht genau be-

<sup>15)</sup> Eliminiert man  $m_c$  aus den beiden Gleichungen

$$\log v = 0,2 m_c + \text{const}, \quad \log d = 0,2 m_c - 0,2 M + 1,513,$$

dann ist

$$\log v - \log d = 0,27 M + (\text{const} - 1,513),$$

und aus der Eichung durch hellste Sterne folgt

$$0,27 M + (\text{const} - 1,513) = -3,98.$$

Darum betragen die Differenzen der in den drei Korrelationen auftretenden Konstanten ein Fünftel der Differenzen in  $M$  für die verschiedenen Kriterien.

stimmt, doch wurde lange Zeit der Näherungswert von 2,5 Größenklassen benutzt. Die mittlere absolute Helligkeit der Haufennebel<sup>10)</sup> scheint daher von der Größenordnung — 14,4 zu sein, während der vorher aus den hellsten Sternen in den Haufenmitgliedern abgeleitete Wert — 14,0 betrug. Der Mittelwert dieser beiden genäherten Werte — 14,2, stimmt mit dem für aufgelöste Nebel im allgemeinen Feld unter Verwendung der hellsten Sterne als Entfernungskriterium erhaltenen Wert überein.

#### Ausleseinflüsse bei statistischen Entfernungskriterien

Diese Werte beziehen sich auf den Mittelwert aller Nebel in einem vorgegebenen Raumbereich. Dieser Mittelwert werde mit  $M_0$  bezeichnet. Ein zweites Symbol,  $\bar{M}$ , wurde für die mittlere absolute Helligkeit der bei der Aufstellung der Korrelation verwendeten Feldnebel gebraucht.  $\bar{M}$  entspricht dem Mittelwert aller Nebel von gegebener scheinbarer Helligkeit. Die beiden Größen würden dann und nur dann übereinstimmen, wenn die wahren Leuchtkräfte aller Nebel genau gleich groß wären. Tatsächlich sind aber manche Nebel bis zu zehnmal heller und andere zehnmal dunkler als der Durchschnitt. Eine Liste der Nebel einer bestimmten scheinbaren Helligkeit enthält eine Mischung von Nebeln verschiedener wahrer Leuchtkraft, die über einen großen Entfernungsbereich verteilt sind. Manche sind schwach und nah, andere hell und weit entfernt (Abb. 15).

Nun ist die Verteilung der Nebel im Raume nahezu gleichförmig. Diese Behauptung bezieht sich genau so auf Nebel irgendeiner bestimmten wahren Leuchtkraft wie auf Nebel aller Leuchtkräfte. Die gleichförmige Verteilung führt im Verein mit der Streuung der wahren Leuchtkräfte zu einem merkwürdigen Ergebnis. Betrachten wir für einen Augenblick die Liste der Nebel mit gleicher scheinbarer

<sup>10)</sup> Die Übereinstimmung ist wahrscheinlich besser, als der Vergleich glauben läßt. Die zehn Haufen, aus denen der Unterschied zwischen dem hellsten und dem fünfthellsten Nebel abgeleitet wurde, enthalten zwei außergewöhnliche Fälle. Der eine (Perseus-Haufen) enthält ein aus dem Rahmen fallendes Riesenmitglied (NGC 1275), und der andere (Pegasus) ist ein sehr zerstreuter Haufen mit zwei ungewöhnlich hellen Mitgliedern. Läßt man diese Haufen weg, so würden die Unterschiede zwischen den hellsten und den fünfthellsten Nebeln etwa 0,3 Größenklassen, die hellsten Nebel etwa — 16,7 und die mittlere oder häufigste Größenklasse etwa — 14,2 betragen, in glänzender Übereinstimmung mit den Feldnebeln.

Helligkeit. Die absolut schwachen Nebel verteilen sich, da sie nahe sind, über ein verhältnismäßig kleines Raumvolumen, während die absolut hellen Objekte, die noch in großer Ferne beobachtet werden, sich über ein verhältnismäßig großes Volumen verteilen. Daher übertreffen die absolut hellen Nebel zahlenmäßig die absolut schwachen Nebel der gleichen scheinbaren Helligkeit ganz wesentlich.

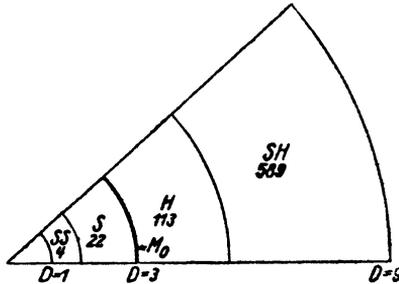


Abb. 15. Verteilung der Nebel mit gleicher scheinbarer Helligkeit im Raume.

Unter den Nebeln, die gleich hell erscheinen, gibt es Objekte von verschiedener wahrer Leuchtkraft, die über einen großen Entfernungsbereich verteilt sind. Wenn sich also der normale Nebel ( $M_0$ ) in der Entfernung  $D = 3$  befindet, so werden sich die Objekte von schwacher ( $S$ ) und sehr schwacher wahrer Leuchtkraft ( $SS$ ) nur in kleineren Entfernungen (bis herunter zu  $D = 1$ ) befinden, während die hellen ( $H$ ) und die sehr hellen Objekte ( $SH$ ) über einen größeren Entfernungsbereich (bis zu  $D = 9$ ) streuen werden. Die relativen Volumina der Raunteile, über welche die vier Stufen ( $SS$  bis  $SH$ ) verstreut sind, werden durch die unter den Symbolen stehenden Zahlen angegeben. — Da die Verteilung der Nebel nahezu gleichförmig ist, so werden sich unter den gleich hell erscheinenden Nebeln sehr viel mehr absolut helle, als absolut schwache Nebel befinden. Darum wird die mittlere absolute Helligkeit  $\bar{M}$  von Nebeln einer gegebenen scheinbaren Helligkeit größer sein als die mittlere absolute Helligkeit  $M_0$  von Nebeln in einem gegebenen Raumvolumen.

Offensichtlich wird  $\bar{M}$  heller als  $M_0$  sein. Diese Sachlage wird wichtig, wenn photometrische Entfernungskriterien, bei welchen eine merkliche Streuung auftritt zu statistischen Untersuchungen herangezogen werden.

Die vollständige Lösung des Problems kann wie folgt geschehen<sup>17)</sup>. Wenn die räumliche Verteilung gleichförmig ist und wenn die Leucht-

<sup>17)</sup> Malmquist, „On Some Relations in Stellar Statistics“, Arkiv för Mat., Astr., och Fysik, 16, Nr. 23, 1921.

kraftfunktion (Häufigkeitsverteilung der absoluten Größenklassen in einem gegebenen Raumvolumen) eine normale Fehlerkurve mit einem Maximum  $M_0$  und einer Streuung  $\sigma$  ist, dann wird die Häufigkeitsverteilung der absoluten Größenklassen für eine gegebene scheinbare Helligkeit eine normale Fehlerkurve mit derselben Streuung  $\sigma$ , jedoch mit einem Maximum  $\bar{M}$  sein, das um den Betrag

$$M_0 - \bar{M} = 1,382 \sigma^2$$

heller ist als  $M_0$ . Der Unterschied beruht auf dem schon erwähnten Ausleseeinfluß in Verbindung mit der Streuung bei den hellsten Sternen. Wählt man Nebel auf Grund ihrer scheinbaren Helligkeiten aus, wie das bei der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung für Feldnebel oder in Durchmusterungen bis zu aufeinanderfolgenden Grenzgrößen geschieht, so muß man  $\bar{M}$  benutzen. Wählt man jedoch die Nebel auf Grund der in ihnen enthaltenen Sterne aus, so gilt  $M_0$ , ebenso auch bei den Haufen.

#### Die Leuchtkräfte der Feldnebel

Der Wert  $\bar{M} = -15,1$  ist aus der Beziehung für Feldnebel aller Typen und der Wert  $M_0 = -14,2$  aus aufgelösten Feldnebeln, die auf der Grundlage der hellsten Sterne ausgewählt wurden, abgeleitet. Die Streuung für die letztere Gruppe beträgt  $\sigma = 0,84$ . Darum ergeben die aufgelösten Feldnebel den Wert

$$\bar{M} = M_0 - 1,382 \sigma^2 = -14,2 - 0,93 = -15,13,$$

der mit dem tatsächlich bei den Feldnebeln aller Typen beobachteten Wert ungefähr übereinstimmt. Die Streuung für die letztere Gruppe kann aus den Abweichungen in der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung unmittelbar berechnet werden. Beseitigt man die Einflüsse der Eigenbewegungen, so wird die Streuung in  $M$  etwa  $\sigma = 0,85$ , in sehr guter Übereinstimmung mit dem Wert für aufgelöste Nebel. Die Streuung bei den Haufennebeln ist nicht genau bestimmt worden, doch scheint sie von etwa der gleichen Größe zu sein wie bei Feldnebeln. Die zahlenmäßigen Ergebnisse zeigen aber eine sehr gute innere Übereinstimmung und man findet keine auffälligen Unterschiede zwischen den verschiedenen Gruppen.

Eine ausführlichere Analyse der bei der Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung für Feldnebel verwendeten Daten ergibt für die verschiedenen einzelnen Typen für  $M$  die in Tabelle VI zusammengestellten Werte. Die Werte sind alle etwa gleich groß, ausgenommen

die der fünf unregelmäßigen Nebel, und die Anzahlen sind zu klein, um den kleinen, in den Zahlenwerten angedeuteten Gang von den frühen zu den späten Typen ganz sicherzustellen. Die besonders kleinen Leuchtkräfte der unregelmäßigen Typen scheinen jedoch reell zu sein, da sie durch die mittlere Leuchtkraft von vier weiteren unregelmäßigen Nebeln in der lokalen Gruppe bestätigt werden.

Tabelle VI. Absolute Größenklassen  
verschiedener Nebeltypen

Type	Anzahl	$\bar{M}$
EO — E 2	11	— 15,3
E 3 — E 7	12	— 15,2
S <sub>a</sub> — SB <sub>a</sub>	23	— 15,2
S <sub>b</sub> — SB <sub>b</sub>	27	— 15,1
S <sub>c</sub> — SB <sub>c</sub>	25	— 15,1
Unregelm.	5	— 14,4

Die zwei Mustersammlungen von 125 aufgelösten Nebeln und 103 Feldnebeln haben 29 Objekte gemeinsam, sind jedoch im übrigen unabhängig voneinander. Die Analyse der beiden Listen und der zehn Haufen führt zu dem Schluß, daß alle Nebel vergleichbare Systeme sind, gleichgültig ob sie Haufenmitglieder oder Einzelnebel im allgemeinen Feld sind, oder von welchem Typus sie sind. Die einzige Ausnahme scheint zu sein, daß die seltenen unregelmäßigen Nebel im Durchschnitt nur etwa halb so hell sind wie die übrigen Nebel. Falls in den mittleren Leuchtkräften der anderen Typen systematische Unterschiede vorhanden sind, so sind sie so klein, daß sie nur aus einem großen Material oder sehr sauberen Daten hervorgehen würden.

Das Reich der Nebel, oder wenigstens der bisher erforschte Teil, erscheint daher als ein ungeheures Raumgebiet, in dem vergleichbare Systeme gleichförmig verteilt sind. Die Skala der Nebelentfernungen ist bekannt. Die absoluten Leuchtkräfte sind ausführlich besprochen worden, doch wird es nützlich sein, wenn wir die Ergebnisse noch einmal zusammenfassen. Die Nebel sind durchschnittlich 85 Millionen mal heller als die Sonne. Die hellsten von ihnen sind etwa zehnmal heller und die schwächsten etwa zehnmal schwächer als der Durchschnitt, doch liegt etwa die Hälfte innerhalb des engen Bereiches von der halben bis zur doppelten mittleren Leuchtkraft aller Nebel. Andere allgemeine Züge, über die man noch Auskunft erhalten kann, sind die absoluten Abmessungen und die Massen der Nebel.

### Die Abmessungen der Nebel

Die Abmessungen leitet man aus der Durchmesser-Helligkeitsbeziehung ab, die bei Besprechung der Klassifizierung (Kap. II) erwähnt wurde. Innerhalb jeder Stufe der Klassifizierungsfolge gilt die Beziehung

$$m + 5 \log D_\alpha = \text{const},$$

wo  $m$  die scheinbare Helligkeit eines Nebels und  $D_\alpha$  dessen Winkeldurchmesser in Bogenminuten ist. Die Konstante nimmt längs der Folge von den kugelförmigen Nebeln bis zu den offenen Spiralen stetig zu und wurde für verschiedene Standardstufen oder -typen berechnet. Kennt man also die Länge des wahren Durchmessers für irgendeinen Typus, so kann man ihn auch für andere Typen leicht berechnen.

Die Umrechnung von scheinbaren auf wahre Leuchtkräfte und Abmessungen geschieht mit Hilfe der Beziehung

$$\log d \text{ (Lichtjahre)} = 0,2 (m - \bar{M}) + 1,513,$$

aus der folgt

$$m = 5 \log d - 22,665$$

und

$$D_\alpha = 3438 \times \frac{\text{linearer Durchmesser}}{\text{Entfernung}}.$$

Letzteres ist lediglich eine Definition. Führt man diese Ausdrücke in die Durchmesser-Helligkeitsbeziehung ein, so findet man für den Durchmesser  $D_1$  (in Lichtjahren)

$$\log D_1 = 0,2 \times \text{const} + 0,997.$$

Zahlenwerte von  $D_1$  erhält man dann sofort aus den schon bestimmten Werten der Konstante für verschiedene Nebeltypen (Kap. II).

Es sei betont, daß die Winkeldurchmesser der Nebelbilder ziemlich willkürliche Größen sind. Sie hängen weitgehend von den Belichtungszeiten und den Meßmethoden ab, und das gleiche gilt für die Beträge der Konstanten. Jedes einheitliche Datenmaterial liefert recht zuverlässige relative Werte der Konstanten längs der Folge, doch hängt der Nullpunkt der Skala von den besonderen Bedingungen (Belichtung und Meßmethode) ab. Mit diesem Vor-

behalt sind die ungefähren<sup>18)</sup> linearen Durchmesser der Hauptkörper für verschiedene Nebeltypen in der Tabelle VII zusammengestellt, Sie entsprechen den Konstanten, die schon für eine besondere Gruppe von Daten gegeben wurden.

Tabelle VII. Nebeldurchmesser.

Typus	Durchmesser	Typus	Durchmesser
E 0	1900 Lichtjahre	(SO)	(5300) Lichtjahre
E 3	2800	S <sub>a</sub>	6000
E 7	4800	S <sub>b</sub>	7600
SB <sub>a</sub>	5500	S <sub>c</sub>	9500
SB <sub>b</sub>	6300	Unregelm.	6300
SB <sub>c</sub>	8700		

### Die Massen der Nebel

Die zuverlässige Bestimmung von Massen ist ein ungelöstes Problem der Nebelforschung. Es wurden zwei Methoden angewandt, die zu außerordentlich verschiedenen Ergebnissen führten. Dennoch lassen sie insgesamt eine allgemeine Größenordnung der Masse vermuten, an die man vorläufig glauben kann, solange eine befriedigendere Lösung des Problems noch aussteht.

Die eine Methode beruht auf der spektrographischen Rotation<sup>19)</sup>. Die Nebel sind im allgemeinen linsenförmige Systeme, die in rascher Rotation um ihre kleine Achse begriffen sind. In einigen wenigen Fällen, wo die Nebel nahezu über die Kante gesehen werden, konnten Radialgeschwindigkeiten an verschiedenen Punkten längs der großen Achsen gemessen und die Art der Rotation bestimmt werden. Nach diesen Beobachtungen behalten die Kerngebiete bis zu beträchtlichen Abständen vom Zentrum ihre Gestalt bei und rotieren wie starre

<sup>18)</sup> Die Durchmesser sind nicht streng richtig, da die Einflüsse der Streuung vernachlässigt wurden. Die Zahlenwerte entsprechen  $\log \bar{D}$ , dem Mittelwert der Logarithmen der Durchmesser, und nicht  $\log \bar{D}$ , dem Logarithmus des Mittelwertes der Durchmesser. Die beiden Größen sind nicht notwendigerweise gleich, und ihr Unterschied ist eine Funktion der Streuung in  $D$ . Die Berechnung der Streuungen für verschiedene Typen und der notwendigen Korrekturen ist jedoch vertagt worden, bis ein definiertes Datenmaterial zur Untersuchung vorliegt. — Das gleiche gilt für die Streuung der einer bestimmten scheinbaren Helligkeit entsprechenden Entfernungen, obgleich diese Größe bekannt ist und die Effekte bestimmt werden können.

<sup>19)</sup> Zuerst von Öpik angewendet, „An Estimate of the Distance of the Andromeda Nebula.“ *Astrophysical Journal* 55, 406, 1922.

Körper. Die äußeren Teile jedoch bleiben zurück, und zwar in steigendem Maße mit zunehmendem Abstände vom Kern. Die Deutung dieses Verhaltens auf einfacher dynamischer Grundlage ist nicht ganz klar. Es deutet, in scharfem Widerspruch zu dem beobachteten Helligkeitsabfall, auf eine gleichförmige Dichte innerhalb eines großen Kerngebietes.

Unabhängig von den Unsicherheiten in dem dynamischen Bilde sollte die Bahnbewegung eines Punktes in der Äquatorebene ausschließlich durch die Masse innerhalb der Bahn bestimmt sein. Diese Masse kann etwa auf die gleiche Weise bestimmt werden, wie man die Masse der Sonne aus der Bahnbewegung der Erde (oder der anderen Planeten) bestimmt. Die äußere Masse im Nebel außerhalb der betrachteten Bahn kann nur geschätzt werden. Benutzt man für die Rechnung die äußersten Punkte, für die noch Geschwindigkeiten gemessen wurden, so ist die äußere Masse nur ein verhältnismäßig kleiner Bruchteil der Gesamtmasse, und der Fehler der Schätzung sollte noch kleiner sein.

In der Tabelle VIII sind spektrographisch bestimmte Massen von vier Nebeln, einschließlich des galaktischen Systems, aufgeführt. Sie liegen zwischen etwa 1000 und 200000 Millionen Sonnenmassen und betragen im Mittel 50000 Millionen Sonnenmassen. Diese Nebel sind jedoch viel größer und heller als der Durchschnitt und zweifellos sind auch ihre Massen ungewöhnlich groß. Über die richtige Korrektur kann man kaum etwas Sicheres sagen, doch können wir in erster Näherung annehmen, daß die Massen den Helligkeiten proportional sind. In diesem Falle würde ein Durchschnittsnebel etwa die Masse von 2000 Millionen Sonnen haben.

Die zweite Methode zur Abschätzung von Nebelmassen wurde kürzlich von Sinclair Smith<sup>20)</sup> angewendet. Die Analyse der Radialgeschwindigkeiten von 32 Mitgliedern des Virgoaufens ergab für die Entweichgeschwindigkeit des Haufens etwa 1500 km/sec. Diese Größe war ein Maß für das Gravitationsfeld und somit auch für die Gesamtmasse des Haufens. Die Gesamtmasse, geteilt durch die Anzahl der Mitglieder, ergibt dann die mittlere Masse je Nebel. Diese ist von der Größenordnung  $2 \cdot 10^{11}$  Sonnenmassen oder etwa 100mal so groß wie die Masse, die aus den spektrographisch gemessenen Rotationen folgt. Internebulare Materie in den Haufen wurde vernachlässigt. Es mag solche Materie geben, doch liefern

<sup>20)</sup> „The Mass of the Virgo Cluster“, Mt. Wilson Contribut. Nr. 532; *Astrophysical Journal* 83, 23, 1936.

uns die Beobachtungen keinen Grund, anzunehmen, daß ihre Masse groß gegen die verdichtete Masse im Nebel ist.

Der Widerspruch scheint reell und bedeutungsvoll zu sein. Das dynamische Problem, daß sich uns in den Haufen darbietet, ist einfacher als das der Nebelrotation, und in diesem Sinne sind die Haufenmassen überzeugender. Die Haufenmassen sind in gewisser Hinsicht obere Grenzen, während die Rotationsmassen in Anbetracht der Annahmen über die Materie in den äußersten Gebieten möglicherweise als untere Grenzen angesehen werden müssen. Jedoch sind die Ergebnisse durchaus unbefriedigend, solange der Widerspruch nicht ganz wesentlich gemildert wird.

Tabelle VIII. Spektrographische Massen von Nebeln.

Nebel	Typus	Masse	Leuchtkraft	$M^*/L$
M 33	$S_c$	$10^9$ Sonnen	$1,45 \cdot 10^8$ Sonnen	7
M 31	$S_b$	$3 \cdot 10^{10}$	$1,7 \cdot 10^9$	18
NGC 4594	$S_a$	$3,5 \cdot 10^{10}$	$1,5 \cdot 10^9$	23
NGC 3115	E 7	$9 \cdot 10^9$	$1,6 \cdot 10^8$	56
Gal. Syst.	( $S_c$ ?)	$2 \cdot 10^{11} \pm$		
Mittel		$5 \cdot 10^{10}$		26

$M^*$  bedeutet die Masse und nicht die absolute Helligkeit. Eine Änderung des Verhältnisses  $M/L$  mit dem Nebeltypus liegt nahe; doch gibt es zu wenig Daten, um sie als eine allgemeine Erscheinung sicherzustellen. Die Ergebnisse für NGC 3115 stammen aus unveröffentlichten Rotationsmessungen von Humason.

Die Besprechung der Massen beschließt unsere vorläufige Erkundung der Nebel. Die Untersuchungen sind mit Unsicherheiten gespickt, und die Zahlenergebnisse sind hauptsächlich Schätzungen, die überprüft werden müssen, wenn die Beobachtungstechnik sich weiter entwickelt hat und man größere Teleskope auf das Problem angesetzt haben wird. Dennoch konnten wertvolle Aussagen über den Maßstab der Nebelentfernungen, die allgemeinen Züge der Nebel, nämlich ihre Leuchtkräfte, Abmessungen und Massen, über ihre Struktur, ihren Sternegehalt, ihre räumliche Verteilung im Großen und über die merkwürdige Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung gewonnen werden. Diese Daten liefern eine Skizze des Nebelreiches in großen Zügen. Die Umrisse haben vielleicht noch keine endgültige Gestalt angenommen, doch sind sie deutlich genug, um nunmehr an die Untersuchung von Einzelfragen bei einiger Kenntnis ihres Zusammenhanges mit dem allgemeinen Bilde herangehen zu können.

## Kapitel VIII

### Das Reich der Nebel

Die vorangehenden Kapitel beschrieben die sichtbaren Züge der Nebel und ihre Verteilung, die Entwicklung von Methoden zur Erforschung ihrer wahren Eigenschaften und die Art der Ergebnisse, zu denen diese neuen Methoden führten. Nunmehr können wir das Reich der Nebel als ein einheitliches Ganzes betrachten und den beobachtbaren Raum als ein Muster des Weltalls überhaupt auffassen.

Die Forschung ging aus von einem Punkte innerhalb eines einzelnen Sternsystems, einem Nebel. Sie drang durch den Schwarm von Sternen hindurch in ein ungeheures, dünn mit anderen Nebeln bevölkertes Raumgebiet vor. Alle diese Nebel sind einander seltsam ähnlich, Angehörige einer einzigen Familie. Da man ihre wahren Leuchtkräfte kennt, so kann man ihre Entfernungen bestimmen und ihre Verteilung zu Papier bringen. Man findet sie einzeln, in Gruppen und gelegentlich in großen Haufen. Vergleicht man jedoch große Bereiche, so mittelt sich die Neigung zur Haufenbildung heraus, und ein Bereich gleicht dem anderen.

Die erste vorläufige Untersuchung ergab eine nahezu gleichförmige Verteilung über den ganzen beobachtbaren Raum. Der nächste Schritt ging natürlich dahin, daß man der ersten Untersuchung eine sorgfältige Durchmusterung folgen ließ und die Ergebnisse im Lichte aller verfügbaren Daten über die Nebel selbst deutete. Hand in Hand mit der Anhäufung des Beobachtungsmaterials konnte man die Deutungen verbessern und die Durchmusterungen mit größerer Genauigkeit wiederholen. So mußte es möglich sein, durch schrittweise Näherung ein umfangreiches Wissen über das unserm Einblick zugängliche Muster des Weltalls zu gewinnen. Erst wenn das geschehen war, konnten die Extrapolationen über die Reichweite der Fernrohre hinausgetrieben und auch dort Schlüsse gezogen werden, die mehr bedeuteten als bloße Vermutungen.

#### **Durchmusterungen bis zu fortschreitenden Grenzen**

Einen Schritt in der langsamen Entwicklung bilden die bei der Besprechung der sichtbaren Eigenschaften der Nebelverteilung (Kap. III)

erwähnten Durchmusterungen. Es wurden mit großen Teleskopen fünf Durchmusterungen bis zu den Grenzgrößen 18,5, 19,0, 19,4, 20,0 und 21,0 ausgeführt. Stichproben lassen eine nahezu gleichförmige Verteilung im Raume vermuten. Indessen ergibt eine ins einzelne gehende Analyse eine scheinbare Verdünnung nach außen. Die Abweichungen von der Gleichförmigkeit sind zwar klein, doch nehmen sie systematisch mit der Entfernung zu, bis zu welcher man die Durchmusterungen erstreckt.

Heute weiß man, daß gerade solche Wirkungen durch die Rotverschiebung hervorgerufen werden müssen. Bei der Reduktion der scheinbaren Helligkeiten vergrößern die Rotverschiebungen die scheinbaren Entfernungen, indem sie die scheinbaren Helligkeiten verkleinern; daher scheinen die schwächeren Nebel über einen größeren Raumbereich verstreut als es tatsächlich der Fall ist. Die Beträge der zu erwartenden Abweichungen von der scheinbaren Gleichförmigkeit sind je nach der bei der Rechnung vorausgesetzten Deutung der Rotverschiebungen ein wenig verschieden. Bei allen Deutungsarten sind sie von der gleichen Größenordnung wie die beobachteten Abweichungen. Darum erscheint die Verteilung, nachdem man an den Leuchtkräften die Korrekturen bezüglich der Rotverschiebung angebracht hat, wiederum, und zwar jetzt in sehr guter Näherung, als gleichförmig. Schließlich hat man als letzten Schritt die Beweisführung umgekehrt. Die Verteilung wird als streng gleichförmig betrachtet und die beobachteten Abweichungen werden dazu benutzt, um die verschiedenen Deutungen der Rotverschiebung zu prüfen.

Die wesentlichen aus den Durchmusterungen folgenden Daten sind die Durchschnittszahlen der Nebel  $\bar{N}$  je Flächeneinheit, die gleich hell oder heller als eine Reihe von scheinbaren Grenzgrößen  $m$  sind. Diese Zahlen werden mit  $\bar{N}_m$  bezeichnet, wobei die Flächeneinheit einem Quadratgrad entspricht (etwa fünfmal die Fläche des Vollmondes). Die Nebelverteilung zeigt sich in der Form, wie  $\bar{N}_m$  mit  $m$  zunimmt.

Eine der fünf Durchmusterungen, nämlich die bis zu  $m = 19,0$  reichende, wurde von Mayall mit dem 36 inch-Reflektor des Lick Observatoriums<sup>1)</sup> durchgeführt. Die übrigen Durchmusterungen wurden mit dem 60 inch- und dem 100 inch-Reflektor des Mt. Wilson

<sup>1)</sup> „A Study of the Distribution of Extra-Galactic Nebulae Based on Plates Taken with the Crossley Reflector.“ Lick Observatory Bulletin Nr. 458, 1934.

Observatoriums gemacht<sup>2)</sup>. Die Daten bestehen aus Nebelzählungen in etwa 900 gut über die ganze nördliche Polkappe und über mehr als die Hälfte der südlichen Kappe verteilten Feldern. Der galaktische Gürtel wurde wegen der durch die lokale Verdunklung bewirkten Unsicherheiten gemieden.

Die Zahl der jeweils identifizierten Nebel wurde bezüglich der Einflüsse der atmosphärischen Extinktion und der galaktischen Verdunklung auf Standardbedingungen umgerechnet. Die so verbesserten Zählungen, etwa hunderttausend Nebel enthaltend, wurden, um die mit den verschiedenen Teleskopen erhaltenen Mittelwerte bequem vergleichen zu können, auf Anzahlen je Quadratgrad umgerechnet. Die Untersuchung der möglichen Fehlerquellen läßt vermuten, daß die verbesserten Zählungen wahrscheinlich hinsichtlich ihrer Vollständigkeit befriedigend sind, daß jedoch die sehr schwachen Grenzgrößen notwendigerweise mit Unsicherheiten behaftet sind.

Die einzelnen Durchmusterungen zeigen die gleichen allgemeinen Züge der Verteilung über den Himmel, wie sie im Kap. III beschrieben wurden. Die Mittelwerte beider Polkappen sind ähnlich; man findet keine systematischen Veränderungen über den Himmel; die Streuung unter den einzelnen Mustern verschwindet um so mehr, je mehr ihr durchschnittlicher Umfang zunimmt. Die Verteilung über den Himmel im großen, wie sie aus jeder Durchmusterung folgt, ist nahezu gleichförmig.

#### Die Verteilung der Nebel in der Tiefe

Jede Durchmusterung liefert die Zahl der Nebel, die sich in einer bestimmten Kugel befinden, deren Radius durch die Grenzgröße der Durchmusterung bestimmt ist. Die scheinbare Verteilung in der Tiefe kann man durch Vergleich der Nebelzahlen in verschieden großen Kugeln ableiten. Das Problem erfordert insbesondere die Bestimmung von  $\bar{N}_m$  als Funktion von  $m$ .

Wäre die Verteilung gleichförmig, so wäre die Zahl der Nebel proportional der Größe des Raumes, über den sie verstreut sind. Die Daten müßten dann durch die lineare Beziehung

$$\log \bar{N}_m = 0,6 m + \text{const}$$

<sup>2)</sup> Die Durchmusterungen bis zu  $m = 19,4$  und  $m = 20,0$  findet man bei Hubble, „The Distribution of Extra-Galactic Nebulae“. Mt. Wilson Contribut. Nr. 485; Astrophysical Journal 79, 8, 1934. Die Durchmusterungen bis  $m = 18,5$  und  $m = 21,0$  finden sich im Mt. Wilson Contribut. Nr. 557 oder im Astrophysical Journal 84, 517, 1936.

dargestellt werden.<sup>3)</sup> Diese Gerade nebst der tatsächlich beobachteten Beziehung ist in Abb. 16 dargestellt. Die beiden Beziehungen laufen offensichtlich nicht parallel. Die Nebelzahlen nehmen nicht so rasch zu wie die entsprechenden Rauminhalte; d. h. die Nebel scheinen sich mit zunehmender Entfernung mehr und mehr zu verdünnen. Die Abweichungen von der Gleichförmigkeit machen sich schon bei der oberflächlichsten Durchmusterung bemerkbar (die Neigung der beobachteten Geraden ist geringer als die der theoretischen) und nehmen mit der Grenzgröße stetig zu.

Die Ursache der Abweichungen liegt augenscheinlich in  $N$  oder in  $m$ , da man bei den Durchmusterungen keine anderen Größen beobachtet. Wenn es sich nur um  $N$  handelte, so müßte die beobachtete Beziehung die wahre Verteilung ergeben. Man würde sich dann das galaktische System in der Nähe des Zentrums eines großen, mehr oder weniger kugelförmigen Systems von Nebeln liegend denken, das nach allen Richtungen hin dünner und dünner wird. Wenn es sich andererseits nur um  $m$  handelte, so müßten die scheinbaren Helligkeiten der Nebel mit der Entfernung schneller abnehmen, als es dem gewöhnlichen quadratischen Abstandsgesetz entspricht. Man müßte dann erst die Ursache dieses Schwächerwerdens finden und ihre Einflüsse beseitigen, bevor man an die Prüfung der wirklichen Verteilung gehen könnte. Mit diesem Ziel vor Augen kann man die Abweichungen als Änderungen  $\Delta m$  der Helligkeiten auffassen und die beobachtete Beziehung durch die Formel

$$\log \bar{N}_m = 0,6 (m - \Delta m) + \text{const}$$

darstellen.

Die Aufgabe ist nunmehr, alle bekannten Einflüsse zu prüfen, welche die scheinbaren Helligkeiten vermindern könnten, und die von den verschiedenen Einflüssen möglicherweise herrührenden Abweichungen  $\Delta m$  zu berechnen. Können die bekannten Einflüsse für die beobachteten Abweichungen nicht restlos Rechenschaft ablegen, so muß man die verbleibenden Reste entweder auf wirkliche Abweichungen von der Gleichförmigkeit oder auf unbekannte Ur-

<sup>3)</sup> Das Raumvolumen (und daher auch die Zahl der Nebel) bis zu einer gegebenen Grenze ist der dritten Potenz der Entfernung proportional. Zur Grenzgröße  $m$  gehört eine Entfernung  $d$ , die durch

$$\log d = 0,2 m + \text{const}$$

gegeben ist. Also ist

$$\log V = 0,6 m + \text{const} \text{ und } \log N = \log V + \text{const.}$$

sachen schieben. Die Untersuchung erweist sich als unerwartet einfach. Die Rotverschiebungen vermindern die scheinbaren Helligkeiten und ihr Einfluß nimmt mit der Entfernung zu. Diese Erscheinung wird später ausführlich betrachtet werden. Es ist jedoch zweckmäßig, eine der Folgerungen vorwegzunehmen, nämlich daß

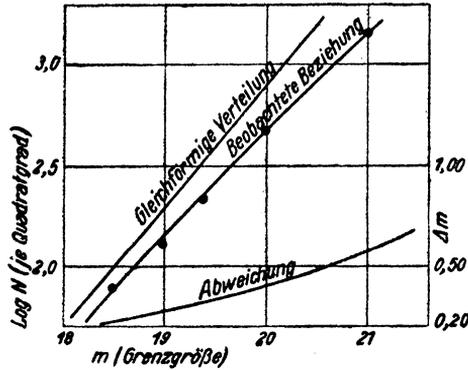


Abb. 16. Scheinbare Verteilung der Nebel in der Tiefe.

Jeder Punkt in der beobachteten Beziehung entspricht der Durchschnittszahl (tatsächlich dem  $\log N$ ) der Nebel je Quadratgrad, die scheinbar gleich hell oder heller sind als eine bestimmte Größenklasse, wie sie sich aus sämtlichen Daten einer Durchmusterung ergibt. Die durch die Meßpunkte gezogene Gerade (beobachtete Beziehung) ist eine Lösung nach der Methode der kleinsten Quadrate von der Form  $\log N = 0,6(m - \Delta m) + \text{const}$ , die unter der Annahme abgeleitet wurde, daß  $\Delta m$  eine lineare Funktion der Entfernung ist. — In der unmittelbaren Nachbarschaft des galaktischen Systems wird  $\Delta m$  zu vernachlässigen sein und die beobachtete Beziehung wird mit der durch die Gerade dargestellten gleichförmigen Verteilung übereinstimmen. Erstreckt man die Durchmusterungen bis zu größeren Entfernungen (kleineren Grenzhelligkeiten), so nimmt  $\Delta m$  zu und die beobachtete Beziehung weicht von der geraden Linie ab, welche der gleichförmigen Verteilung entspricht. Die Abweichungen  $\Delta m$  (die waagerechten Abstände der beiden Geraden) sind in der unteren Kurve gegen  $m$  (Grenzgrößen der Durchmusterungen) aufgetragen. Die Abweichungen werden als Einflüsse der Rotverschiebungen gedeutet.

innerhalb der Unsicherheit der Daten die Rotverschiebungen die beobachteten Abweichungen vollkommen erklären.

Andere mögliche Ursachen des Helligkeitsschwundes können vernachlässigt werden, da sie die beobachteten Abweichungen überkorrigieren würden, wenn sie wesentliche Beiträge lieferten. Die Dichte der Nebelverteilung würde dann radial nach allen Seiten hin

zunehmen. Doch ist diese Vorstellung so gekünstelt, daß man in ihr nur eine letzte Zuflucht erblicken könnte.

Der einzige bekannte Mechanismus, der die scheinbaren Helligkeiten zunehmen läßt (der also der Raumabsorption oder anderen Ursachen des Helligkeitsschwundes entgegenwirken könnte), ist die Möglichkeit, daß ungewöhnlich große Intensitäten aus dem ultravioletten Spektralbereich der Nebel, wesentlich von blauen Riesen herrührend, durch große Rotverschiebungen in das photographische Gebiet verschoben werden. Diese Möglichkeit ist auf verschiedene Weise untersucht worden, z. B. durch Prüfung der ultravioletten Spektren heller, benachbarter Nebel und der Farben von Spiralnebeln in sehr entfernten Haufen. Der Einfluß der blauen Riesen scheint aber unwesentlich zu sein.

Es scheint nach unserer bisherigen Kenntnis unmöglich, die beobachteten Abweichungen nach unten zu korrigieren. Man muß daher, um die unangenehme Vorstellung einer kugelförmig symmetrischen, nach außen zunehmenden Dichte zu vermeiden, eine gleichförmige Verteilung annehmen und eine Absorption im Raume vernachlässigen. Die beobachteten Abweichungen sind dann lediglich Wirkungen der Rotverschiebung und dienen nunmehr zur Prüfung ihrer verschiedenen Deutungen.

### Quantitative Beschreibung der Verteilung

Die gleichförmige Verteilung scheint somit die am meisten einleuchtende Deutung der Nebelzählungen zu sein. Auf jeden Fall kann man mit Zuversicht feststellen, daß die Verteilung innerhalb der Unsicherheiten der Daten gleichförmig ist, und daß diese Unsicherheiten klein sind. Diese Folgerung wird durch die Gerade in Abb. 16 und durch die Beziehung

$$\log \bar{N}_m = 0,6 (m - \Delta m) - 9,09$$

dargestellt.

Der Betrag der Konstanten, wie man ihn aus den fünf Durchmusterungen ableitet, ist in Einklang mit Daten aus anderen Quellen. Die wichtigsten dieser Daten sind die aus der Harvard-Durchmusterung<sup>4)</sup> der helleren Nebel, die wahrscheinlich über den gesamten Himmel bis etwa zur Größe  $m = 12,9$  vollständig ist. Da die Ein-

<sup>4)</sup> Shapley and Ames, „A Survey of the External Galaxies Brighter than the Thirteenth Magnitude“, Harvard College Observatory Annals 88, Nr. 2, 1932.

flüsse  $\Delta m$  der Rotverschiebung bis zu dieser Grenze zu vernachlässigen sind, so kann man die Daten unmittelbar zur Bestimmung der Konstanten verwenden. Läßt man den großen Virgohaufen und den galaktischen Gürtel weg, so geben die Daten den Wert  $-9,10$ , der fast genau so groß wie der obige ist. Bringt man noch verschiedene Korrekturen an, durch welche die Daten mit den weiter vordringenden Durchmusterungen in Einklang gebracht werden, so ist die Übereinstimmung nicht mehr so gut, doch immer noch befriedigend in Anbetracht der begrenzten Zahl der betreffenden Nebel und der verschiedenen Unsicherheiten.

Der Betrag der Konstanten ergibt die Anzahl der Nebel, die heller als irgendeine gegebene scheinbare Größe sind. Die tatsächliche Verteilung im Raume — Anzahl der Nebel je Volumeneinheit des Raumes — kann man dann mit Hilfe der mittleren absoluten Leuchtkraft  $\bar{M} = -15,1$  von Nebeln einer gegebenen scheinbaren Helligkeit leicht ableiten (vgl. Kap. VII). Im Durchschnitt befindet sich etwa ein Nebel in  $5 \cdot 10^{18}$  Kubiklichtjahren<sup>5)</sup>. Der mittlere Abstand zwischen einem Nebel und seinem nächsten Nachbar beträgt etwa zwei Millionen Lichtjahre. Die kleineren Abstände zwischen den unmittelbaren Nachbarn des galaktischen Systems sprechen also dafür, daß die lokale Gruppe ein in sich abgeschlossenes System und von anderen Gruppen ziemlich weit entfernt ist.

Da der Durchschnittstypus unter den Einzelnebeln etwa  $S_b$  ist, so ist sein Durchmesser von der Größenordnung von 10000 Lichtjahren, und man kann die Verteilung daher roh als eine statistische Verteilung von Nebeln mit einem mittleren Abstand von 200 Nebeldurchmessern beschreiben. Tennisbälle in Abständen von 20 m geben einen Eindruck von den hier herrschenden Verhältnissen.

<sup>5)</sup> Die Dichte der Nebelverteilung, die Anzahl der Nebel in der Volumeneinheit ist gegeben durch die Gleichung

$$\log \varrho = \log N - \log V.$$

Führt man die Zahl der Quadratgrade über den Himmel ein, so erhält man

$$\log N = 0,6 (m - \Delta m) - 9,09 + 4,62.$$

Das Volumen der Kugel beträgt in Kubikparsec

$$\log V = \log \frac{4\pi}{3} + 0,6 (m - \Delta m) - 0,6 \bar{M} + 4,539.$$

Daher ist

$$\log \varrho = 0,6 \bar{M} - 9,62 \quad \text{und mit } \bar{M} = -15,1$$

$\varrho = 2 \cdot 10^{-19}$  Nebel je Kubiklichtjahr =  $7 \cdot 10^{-18}$  Nebel je Kubikparsec.

Die Durchschnittsmasse der Nebel ist unsicher. Wie schon erwähnt, erhält man aber aus spektrographischen Rotationen  $2 \cdot 10^9$  Sonnenmassen und aus Radialgeschwindigkeiten im Virgohaufen  $2 \cdot 10^{11}$  Sonnenmassen und kann diese beiden Schätzungen wohl versuchsweise als untere und obere Grenze der Massen ansehen. Führt man diese Werte in den Ausdruck für die räumliche Verteilung ein, so erhält man für die Dichte der gleichmäßig im Raum verteilt gedachten Nebelmaterie

$$\rho = 10^{-30} \text{ g/cm}^3 \text{ (Minimum) bzw.}$$

$$\rho = 10^{-28} \text{ g/cm}^3 \text{ (Maximum).}$$

### Der Raum zwischen den Nebeln.

Diese Dichtebeträge enthalten jegliche Materie, die mit den heutigen Methoden tatsächlich beobachtet werden kann. Über die Frage nach einer Materie im Raum zwischen den Nebeln kann es nur ganz vage Vermutungen geben. Die einzige Beobachtungstatsache, die mit dieser Frage zu tun hat, ist die selbst bei den am weitesten vordringenden Durchmusterungen vollkommene Abwesenheit irgendeiner merklichen Absorption. Wenn es überhaupt eine Absorption im Raume gibt, so beträgt sie auf einem Lichtwege von der Größenordnung von 100 Millionen parsec (rund 325 Millionen Lichtjahre) weniger als 0,1 Größenklasse (10 v. H.).

Die Absorption durch diffuse Materie ist außerordentlich stark von der Beschaffenheit der Materie abhängig. Nach H. N. Russell kann man drei allgemeine Erscheinungsformen unterscheiden, nämlich Gas (Moleküle, Atome und Elektronen), Staub (Teilchen mit Durchmessern, die mit der Wellenlänge des Lichtes vergleichbar sind) und größere Klumpen (Durchmesser groß im Vergleich zur Lichtwellenlänge).

Bei gegebener Masse der Materie verdunkelt Staub ferne Lichtquellen am meisten, Gas ist weniger wirksam, und größere Teilchen sind praktisch unwirksam. Die Anwesenheit eines internebularen Staubes könnte leicht nachgewiesen werden, wenn seine Masse auch nur wenige Hundertstel der gesamten Nebelmassen betragen würde. Darum kann nur ein kleiner Bruchteil der gleichmäßig über den Raum verteilt gedachten Materie aus Staub in seiner wirksamsten Form bestehen. Gas könnte in großer Menge vorhanden sein. Freie Elektronen könnte man nur entdecken, wenn ihre Dichte hundertmal größer wäre als die der Nebelmaterie. In anderer Form wären

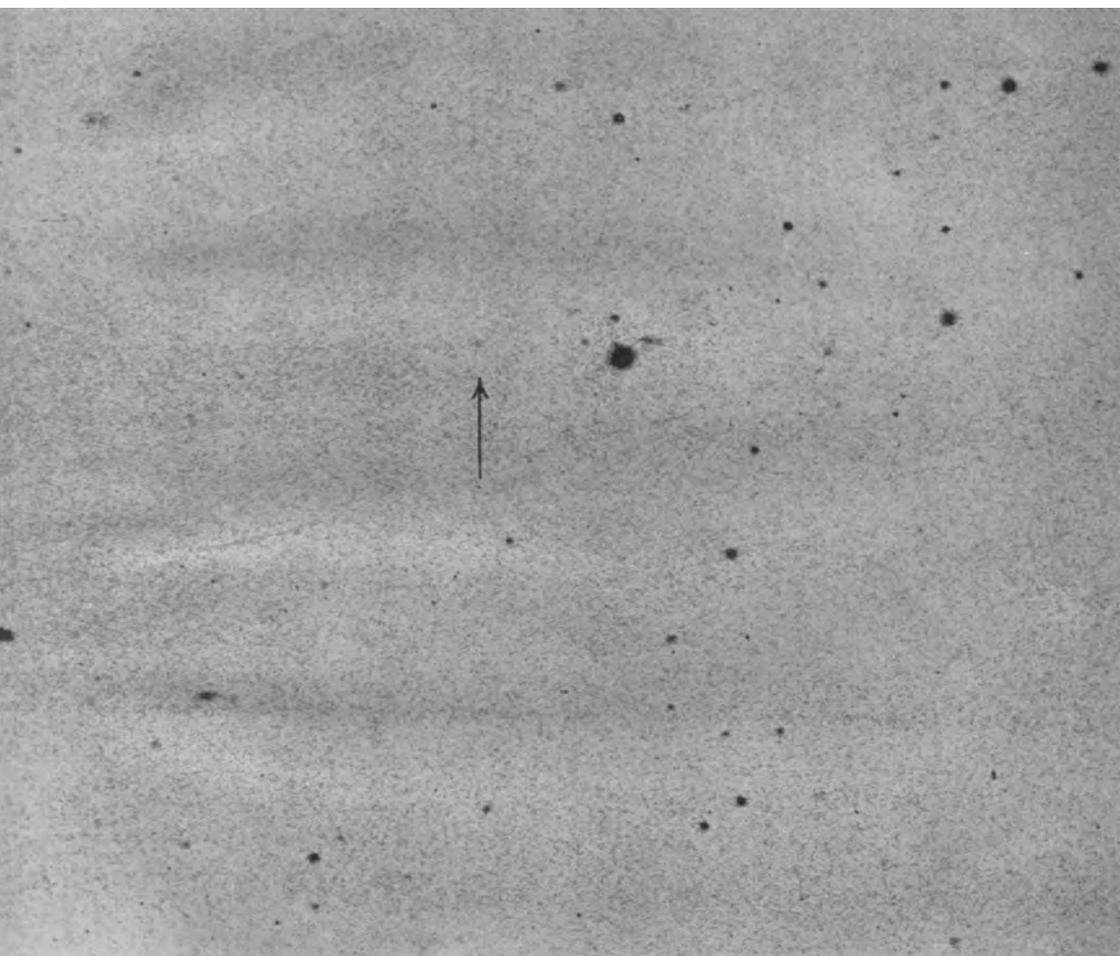
## Tafel XIV

### Die Tiefe des Raumes

Die Tafel ist eine Vergrößerung einer mit dem 100 inch-Reflektor in einem den galaktischen Nordpol einschließenden Bereich gemachten Aufnahme. Die Belichtungszeit betrug 200 Minuten bei Verwendung einer besonderen von Dr. C. K. Mees von der Eastman Kodak Company zur Verfügung gestellten Emulsion. Diese Emulsion (mit *I'O* bezeichnet) hatte die größte Schwellenwertempfindlichkeit aller bisher am 100 inch-Reflektor verwendeten Platten und zeigt daher die schwächsten bis heute mit Teleskopen aufgenommenen Objekte.

Der Pfeil weist auf ein gutes Beispiel eines noch gerade als Nebel erkennbaren Objektes. Solche Nebel (die scheinbare Helligkeit wird auf etwa  $m = 21,5$  geschätzt) befinden sich im Mittel in einer Entfernung von 500 Millionen Lichtjahren.

Die Platte enthält ebensoviele erkennbare Nebel wie Sterne. Hieran kann man die ungeheure Reichweite und das Auflösungsvermögen des Teleskopes ermessen. Die Aufnahme wurde am 8. März 1934 gemacht und auf 6' nördlich von dem Stern BD + 28° 2145 gerichtet. Der Negativdruck ist umgedreht, so daß Osten oben, Norden links liegt. 1 mm = 2,35".



noch größere Mengen dazu nötig. Größere Körper, wie dunkle Sterne und Meteore, könnten in beliebiger Zahl vorkommen, denn selbst Massen, die ein Vieltausendfaches und mehr der Gesamtmasse der Nebel betragen, würden keine merkliche Verdunklung hervorrufen. Die Materiedichte im Raume läßt sich also nicht durch photometrische Methoden allein ermitteln.

Dennoch ist es möglich, durch Untersuchung des galaktischen Systems selbst der internebularen Dichte, unabhängig von der Erscheinungsform der Materie, eine bestimmte und ganz vernünftige obere Grenze zu setzen. Die Gesamtdichte der Sterne und der interstellaren Materie innerhalb irgendeines Nebels, einschließlich des galaktischen Systems, muß natürlich größer sein als die Dichte im Raume außerhalb der Nebel.

Innerhalb des galaktischen Systems liegt die Sonne merklich außerhalb des Kernes in einem ungewöhnlich dichten Bereich, dem sogenannten „lokalen System“. Da die örtliche Dichte groß ist und das allgemeine System sich nach den Grenzen hin noch weiter über große Entfernungen verdünnt, so ist es wahrscheinlich, daß man das System bis zu Dichten von nur ein Hundertstel der örtlichen Dichte hinab verfolgen kann. Der übliche Wert für die örtliche Dichte, der im wesentlichen aus dynamischen Überlegungen folgt, ist von der Größenordnung  $10^{-23}$  g/cm<sup>3</sup>; die Grenzdichte sollte daher wohl von der Größenordnung  $10^{-25}$  g/cm<sup>3</sup> sein. Dieser Wert bildet die äußerste obere Grenze für die Dichte im internebularen Raume.

### Der beobachtbare Bereich

Der beobachtbare Bereich ist also homogen und isotrop — überall und nach allen Richtungen weitgehend gleich beschaffen — und die Dichte der über den ganzen Raum gleichmäßig verteilten Materie ist größer als  $10^{-30}$  und kleiner als  $10^{-25}$  g/cm<sup>3</sup>. Es gibt aber keine Beobachtungstatsachen, die zu der Annahme zwingen, daß die Dichte größer als  $10^{-28}$  g/cm<sup>3</sup> sei.

Die Größe des beobachtbaren Raumteiles ist weitgehend Sache der Definition. Innerhalb der Grenzen der am weitesten vordringenden Durchmusterung  $m = 21$  werden sich etwa 60 Millionen Nebel befinden; doch wird ein beträchtlicher Bruchteil der Gesamtzahl durch galaktische Verdunklung verlorengehen. Die Nebel der Grenzgröße befinden sich in einem mittleren Abstand von der Größenordnung von 400 Millionen Lichtjahren. Manche dieser Nebel dürften

Zwerge sein, die sehr viel näher als der Durchschnitt liegen, während andere Riesen sind und sehr viel weiter entfernt sein werden. Da man Zwerge und Riesen nicht unterscheiden kann, so haben die Entfernungen in diesen Grenzgebieten nur statistische Bedeutung.

Die eben genannten Zahlen entsprechen einer systematischen Durchmusterung und stellen nicht die äußerste Reichweite des Teleskops dar. Der 100 inch-Reflektor registriert bei langen Belichtungen und guten Bedingungen noch — von Sternen unterscheidbare — Nebel bis zur Größenklasse  $m = 21,5$ . In Richtung auf die galaktischen Pole, wo die Verdunklung am geringsten ist, beträgt die Zahl der je Quadratgrad erkennbaren Nebel im Durchschnitt 2400 und ist größer als die Zahl der Sterne. Die Grenzgröße entspricht einer mittleren Entfernung von 500 Millionen Lichtjahren. In einer Kugel von diesem Radius kann man etwa 100 Millionen Nebel annehmen. Man findet auf den photographischen Platten Bilder sehr viel schwächerer Nebel, die von Sternen nicht zu unterscheiden sind. Unter ihnen befinden sich zweifellos außerordentlich helle Riesen. Indessen ist es unwahrscheinlich, daß die Entfernung irgendeines registrierten Objektes größer ist als das Doppelte der oben erwähnten mittleren Entfernung.

#### **Der Einfluß der Rotverschiebung auf die scheinbare Helligkeit**

Die eben beschriebenen Züge des beobachtbaren Raumteiles folgen unmittelbar aus dem Schluß, daß die Verteilung der Nebel meistens nahezu gleichförmig ist. Der letzte Schritt der Analyse setzt nun kühn voraus, daß die Verteilung streng gleichförmig ist, und daß die scheinbaren Abweichungen nur auf Einflüssen der Rotverschiebung und auf Beobachtungsfehlern beruhen. Die Einflüsse der Rotverschiebung werden auf Grund einer der beiden möglichen Annahmen berechnet, daß sie entweder Bewegungen entsprechen (Doppler-Verschiebungen) oder aber keinen Bewegungen entsprechen. Da die numerischen Ergebnisse nicht die gleichen sind, so können die beobachteten Abweichungen dazu dienen, die richtige Deutung herauszufinden. Die Unterschiede zwischen den beiden Reihen der berechneten Wirkungen sind kleine Größen und können leicht in den kleinen Beobachtungsfehlern untergehen. Indessen rechtfertigt sich die Untersuchung dieses an der Grenze der Möglichkeiten liegenden Gebietes durch die grundlegende Bedeutung der zur Entscheidung stehenden Frage, wenn auch die schließlich gezogenen Folgerungen nur mit allem Vorbehalt ausgesprochen werden dürfen.

Die von einem Nebel ausgehende Strahlung kann man als Ausendung von Lichtquanten nach allen Richtungen darstellen. Die scheinbare Helligkeit wird bestimmt durch die Anzahl und die Energie der den Beobachter erreichenden Quanten. Sie wird vermindert, wenn die Energie der einzelnen Quanten oder ihre in der Zeiteinheit auftreffende Anzahl verkleinert wird. Die Rotverschiebung verkleinert die Energie der Quanten, ganz gleich, ob die Nebel ruhen oder sich entfernen. Es ist also, unabhängig von der Deutung der Rotverschiebungen, ein „Energieeffekt“ zu erwarten. Entfernen sich die Nebel vom Beobachter, so wird die Zahl der in der Zeiteinheit eintreffenden Lichtquanten verkleinert, andernfalls aber nicht. Diese Erscheinung, auch „Anzahleffekt“ genannt, sollte grundsätzlich ein „experimentum crucis“ für die Deutung der Rotverschiebungen als Doppler-Verschiebungen liefern.

### Der Anzahleffekt

Die Wirkungsweise des Anzahleffektes läßt sich folgendermaßen beschreiben. Denken wir uns zwei ähnliche Nebel in gleichem Abstände, von denen der eine relativ zu uns ruht und der andere sich mit der Geschwindigkeit  $v$  von uns entfernt. Beide Nebel strahlen in jeder Sekunde in Richtung auf den Beobachter die gleiche Anzahl von Lichtquanten. Nach Ablauf einer Sekunde haben sich die Quanten des ruhenden Nebels über eine Wegstrecke von der Länge  $c$  verteilt, wo  $c$  die Lichtgeschwindigkeit ist; die Quanten des sich entfernenden Nebels haben sich jedoch auf die Strecke  $c + v$  verteilt, die um den Faktor  $(1 + v/c)$  länger ist als die andere Strecke. Die Dichte des vom sich entfernenden Nebel ausgehenden Quantenstromes ist also offenbar kleiner als die des vom ruhenden Nebel ausgehenden Stromes. Der Beobachter empfängt also weniger Quanten je Sekunde, und der sich entfernende Nebel erscheint daher schwächer als der ruhende. Der Reduktionsfaktor ist der obige, nämlich  $(1 + v/c)$ , der für unsere Zwecke gleich dem Ausdruck  $(1 + \Delta \lambda/\lambda)$  ist.

Der Anzahleffekt ist nicht selektiv, d. h. er ist für alle Wellenlängen gleich groß und ergibt dieselbe Zunahme  $\Delta m$  für alle Größenklassensysteme, sowohl das bolometrische als auch das photographische. Die Zunahme beträgt

$$\Delta m (\text{A. E.}) = 2,5 \log (1 + \Delta \lambda/\lambda),$$

wo A. E. Anzahleffekt bedeutet.

### Der Energieeffekt

Der Energieeffekt, der unabhängig davon ist, ob sich die Nebel von uns entfernen oder nicht, folgt aus der fundamentalen Beziehung

$$\text{Energie} \times \text{Wellenlänge} = \text{const},$$

die für alle Quanten gilt. Da die Rotverschiebungen die Wellenlängen vergrößern, so müssen sie die Energien verkleinern, wenn das Produkt konstant bleiben soll. Der Faktor ist der gleiche wie beim Anzahleffekt  $1 + \Delta\lambda/\lambda$ , doch ist der Energieeffekt von der Wellenlänge abhängig.

Könnten wir die Gesamtstrahlung über alle Wellenlängen außerhalb der Erdatmosphäre messen, so würde die scheinbare bolometrische Helligkeit sich um den Faktor  $1 + \Delta\lambda/\lambda$  ändern. Die Änderung der bolometrischen Größenklasse beträgt somit

$$\Delta m_b (\text{E. E.}) = 2,5 \log (1 + \Delta\lambda/\lambda),$$

wo E. E. Energieeffekt bedeutet.

Da der Effekt selektiv ist, so muß man ihn, bevor man seinen Einfluß auf die photographische Größenklasse auswerten kann, durch die Atmosphäre (selektive Absorption), das Teleskop (selektive Reflexion), bis zur photographischen Platte (selektive Empfindlichkeit) verfolgen. Das Verfahren ist verwickelt und soll hier nicht genauer beschrieben werden. Wir wollen statt dessen annehmen, daß die Rechnungen durchgeführt sind, und daß der gesamte selektive Effekt, in Größenklassen ausgedrückt, mit  $K$  bezeichnet sei. Dann beträgt die photographische Korrektur

$$\Delta m_{pg} (\text{E. E.}) = 2,5 \log (1 + \Delta\lambda/\lambda) + K,$$

wobei

$$K = \Delta m_{pg} - \Delta m_b$$

ist und  $K$  sich mit der Rotverschiebung verändert.

Die Berechnung von  $K$  hängt bis zu einem gewissen Grade von den Eigenschaften der ursprünglichen, nichtverschobenen Strahlung ab, die nicht unmittelbar beobachtet werden kann. Man muß vielmehr über die Eigenschaften dieser Strahlung Annahmen machen und die Unsicherheiten der berechneten Wirkungen der Rotverschiebungen beruhen im wesentlichen auf dieser Notwendigkeit. Die einleuchtende Annahme, daß die Nebel wie Sterne strahlen, deren effektive Temperatur etwa  $6000^\circ$  beträgt, ein wenig mehr als die der Sonne, führt zu Werten von  $K$ , die von der richtigen Größenordnung zu sein scheinen. Die Werte sind beträchtlich größer, als die dem Anzahleffekt allein entsprechenden Korrekturen. Wenn die

Unsicherheiten daher auch nur kleine Bruchteile von  $K$  sind, so können sie doch groß im Vergleich zu dem kleinen zu untersuchenden Anteil des Anzahleffektes sein.

Der springende Punkt in dieser ziemlich langwierigen Erörterung kann in erfreulicher Kürze festgestellt werden. Der Einfluß der Rotverschiebung auf photographische Größenklassen beträgt

$$\Delta m = 5 \log (1 + \Delta \lambda / \lambda) + K \quad \text{oder} \quad = 2,5 \log (1 + \Delta \lambda / \lambda) + K,$$

je nachdem, ob die Rotverschiebungen Bewegungen entsprechen oder nicht. Für effektive Nebeltemperaturen von  $6000^{\circ}$  sind die berechneten Werte von  $\Delta m$  ziemlich genau proportional den Rotverschiebungen  $\Delta \lambda / \lambda$  und lassen sich durch die Beziehungen darstellen<sup>6)</sup>

$$\Delta m = 4 \Delta \lambda / \lambda \text{ (bewegt)} = 3 \Delta \lambda / \lambda \text{ (ruhend)}.$$

### Die Wirkungen der Rotverschiebungen und die beobachteten Abweichungen von der Gleichförmigkeit

Wir wollen nun diese einfachen Beziehungen mit den in den Durchmusterungen beobachteten scheinbaren Abweichungen von der Gleichförmigkeit vergleichen. Die Abweichungen nehmen mit dem Abstand zu, und die Beziehung ist angenähert linear. Nimmt man an, daß die Beziehung streng linear ist, so kann man die scheinbare Verteilung ausdrücken durch die Gleichung

$$\log \bar{N}_m = 0,6 (m - \Delta m) + C_1,$$

wobei

$$\log \Delta m = 0,2 (m - \Delta m) + C_2.$$

<sup>6)</sup> Verschiedene Methoden zur Berechnung der Werte von  $\Delta m$  findet man bei Hubble and Tolman, Mt. Wilson Contribut. Nr. 527 oder Astrophysical Journal 82, 302, 1935, wo aber keine Zahlenwerte angegeben werden. De Sitter (Bulletin of the Astronomical Institute of the Netherlands 261, 1934) teilt eingehende Rechnungen mit, in denen er die Helligkeitsänderung auf Grund des „Energieeffektes“ berechnet. Die Ergebnisse werden in der Form

$$\Delta m_{pp} = 2,9 \Delta \lambda / \lambda + (\Delta \lambda / \lambda)^2$$

ausgedrückt, die im Bereiche der Durchmusterungen, nämlich  $\Delta \lambda / \lambda < 0,25$  weitgehend mit der oben angegebenen Beziehung übereinstimmt. — Die Hinzufügung des Anzahleffektes,  $2,5 \log (1 + \Delta \lambda / \lambda)$ , führt zu der Reihe

$$\Delta m_{pp} = 3,99 \Delta \lambda / \lambda + 0,48 (\Delta \lambda / \lambda)^2 + \dots,$$

die in erster Näherung ebenfalls mit der oben für die als Doppler-Verschiebungen gedeuteten Rotverschiebungen gegebenen Beziehung übereinstimmt.

Die Konstanten  $C_1$  und  $C_2$  können in üblicher Weise nach der Methode der kleinsten Quadrate aus den Beobachtungsdaten abgeleitet werden. Die Lösung ist in der Abb. 16 durch die glatte Kurve wiedergegeben, die durch die beobachteten Punkte gezogen ist. Die Genauigkeit, mit der die Beobachtungen durch die Kurve dargestellt werden, ist eine Stütze für die Annahme, daß  $\Delta m$  eine lineare Funktion der Entfernung ist.

Nun sind auch die Rotverschiebungen  $\Delta\lambda/\lambda$  lineare Funktionen der Entfernung<sup>7)</sup> (Kap. V).  $\Delta m$  ist also eine lineare Funktion von  $\Delta\lambda/\lambda$ . Die Beziehung<sup>8)</sup>, wie man sie aus den Beobachtungen herleitet, lautet etwa

$$\Delta m \text{ (beob.)} = 2,7 \Delta\lambda/\lambda.$$

Der beobachtete Koeffizient ist hier kleiner als der für jede der beiden Deutungen der Rotverschiebung berechnete, aber er liegt viel näher demjenigen ruhender Nebel. Eine sorgfältige Prüfung der möglichen Fehlerquellen läßt vermuten, daß man die Beobachtungen wahrscheinlich verstehen kann, wenn die Rotverschiebungen keine Doppler-Verschiebungen sind. Sind aber die Rotverschiebungen doch wahre Doppler-Effekte, so müssen bei der Untersuchung ganz wesentliche Umstände vernachlässigt worden sein.

Eine Überprüfung dieser Frage läßt zumindest die Vernachlässigung eines Faktors erkennen, nämlich der Zeitspanne, die das Licht braucht, um von den räumlichen Grenzen der verschiedenen Durchmusterungen bis zum Beobachter zu gelangen. Wenn wir in den Raum hinaussehen, so blicken wir in der Zeit zurück. Die Durchmusterungen wurden jetzt gemacht, doch brauchte das Licht der Nebel der 21. Größenklasse vielleicht 120 Millionen Jahre, bis es die Nebel der 20. Größenklasse passierte, und 250 Millionen Jahre, bis es die Nebel der 18,5. Größe erreichte. Während dieser ungeheuren Zeiträume müßten sich die Nebel, wenn die Rotverschiebungen Geschwindigkeits-

<sup>7)</sup> Die Funktion ist beobachtet bis zu  $\Delta\lambda/\lambda = 0,14$ , was bei Einzelnebeln einer Helligkeit  $m = 19,5$  entspricht, und ist bis zu dieser Grenze offensichtlich linear. Jenseits dieser Grenze muß sie extrapoliert werden; doch wenn nicht etwa plötzliche Abweichungen eintreten (ein unwahrscheinlicher Fall), so dürfte die Annahme der Linearität die allgemeine Größe der Rotverschiebungen recht genau wiedergeben.

<sup>8)</sup> Da  $\log \Delta\lambda/\lambda$  und  $\log \Delta m$  sich beide durch den Ausdruck  $0,2(m - \Delta m) + \text{const}$  (die Konstanten sind in beiden Fällen natürlich verschieden) ausdrücken lassen, so ist  $\Delta m$  proportional zu  $\Delta\lambda/\lambda$ , und der Faktor ist der Antilogarithmus der Differenz der Konstanten.

verschiebungen wären, in erheblich größere Entfernungen bewegt haben, als man sie aus ihren scheinbaren Helligkeiten bestimmt. Die beobachtete Verteilung müßte also korrigiert und auf eine „simultane“ Beschreibung umgerechnet werden.

Die Versuche, diese Korrekturen zu berechnen, führen zum Problem der Messung von Entfernungen und ihrer Deutung, und daher zwangsläufig in das Gebiet der relativistischen Kosmologie.

### Kosmologische Theorien

Die heutigen Theorien der Kosmologie verwenden ein Modell, das unter dem Namen expandierendes, d. h. sich ausdehnendes, Weltall der allgemeinen Relativitätstheorie oder kurz als expandierendes Weltall bekannt ist. Es ist aus der kosmologischen Gleichung abgeleitet, die eine der Grundlagen der allgemeinen Relativitätstheorie ausdrückt, nämlich daß die Geometrie des Raumes durch seinen Gehalt an Materie bestimmt ist. Die Gleichung greift über unser tatsächliches Wissen hinaus und läßt sich nur mit Hilfe von Annahmen über das Wesen des Weltalls deuten und lösen.

Die ersten Lösungen von Einstein und von de Sitter (1917) beruhten auf den Annahmen, daß das Weltall homogen und isotrop, und daß es obendrein statisch ist, d. h. sich nicht mit der Zeit systematisch verändert. Diese Lösungen waren Sonderfälle des allgemeinen Problems und sind heute aufgegeben; Einsteins Lösung, weil sie nicht die Rotverschiebung erklärte, de Sitters, weil sie das Vorhandensein von Materie vernachlässigte. Einsteins Welt enthielt, wie man sagte, Materie und keine Bewegung; de Sitters Welt aber Bewegung und keine Materie. Das allgemeine Problem wurde zuerst von Friedmann (1922) untersucht. Dann leitete Robertson (1929) die allgemeinste Formulierung (des Linienelementes) allein aus Symmetrieeigenschaften ab<sup>9)</sup>.

<sup>9)</sup> Für weitere Einzelheiten dieses umfangreichen Gebietes der theoretischen Forschung sei der Leser auf Robertsons umfassende Darstellung der Entwicklung des Gegenstandes bis Ende 1932 hingewiesen: „Relativistic Cosmology“, Rev. of Modern Physics 5, 1, 1933. Sie enthält eine vollständige Bibliographie der wichtigeren Beiträge einschließlich einer kurzen Beschreibung ihres Inhalts sowie eine Liste empfehlenswerter gemeinverständlicher Schriften. Unter den letzteren befindet sich eine besonders klare Darstellung vom mathematischen Standpunkt aus von Robertson selbst („The Expanding Universe“, Science 76, 221, 1932).

Die Lösung enthielt als unbekannte Größen die „kosmologische Konstante“ und den „Krümmungsradius des Raumes“. Indem man den Parametern willkürlich verschiedene Werte zuerteilte, erhielt man Beschreibungen verschiedener Klassen möglicher Welten, und man nahm an, daß sich unter diesen auch das wirkliche Weltall befinden müsse. Für den Beobachter ergab sich die Aufgabe, die wirklichen Werte der Konstanten oder wenigstens den engeren Bereich, in dem sie liegen müssen, zu bestimmen.

Die allgemeine Lösung war nichtstatisch, und der Krümmungsradius des Raumes veränderte sich mit der Zeit. Die möglichen Welten mußten sich also zusammenziehen oder ausdehnen. Die Gleichungen enthielten keinen Hinweis darauf, ob das eine oder das andere zu erwarten sei. Doch sah man im allgemeinen in den beobachteten Rotverschiebungen den Beweis, daß das wirkliche Weltall sich gegenwärtig ausdehnt und man baute diesen Befund in die Theorie ein. Man nannte dieses Modell dann das homogene, expandierende Modell der allgemeinen Relativitätstheorie.

Das kosmologische Problem ist von sehr großem Interesse und seine Erörterung ist nicht ganz auf das Gebiet der allgemeinen Relativitätstheorie beschränkt geblieben. Besonders Milne hat ein „kinematisches“ Modell entwickelt, das besonders wichtige Eigenschaften besitzt<sup>10)</sup>. Im Hinblick auf unser gegenwärtiges Ziel erheischt es jedoch keine besondere Beachtung, da es sehr weitgehend einem bestimmten Falle des Modells der allgemeinen Relativitätstheorie, nämlich dem hyperbolischen Modell mit negativer Raumkrümmung, entspricht.

Zu jeder Theorie des Aufbaues der Welt kann man — um Milnes Ausdruck zu gebrauchen — eine „Welt-Karte“ herstellen, die die wirkliche Verteilung der Nebel zu einer bestimmten Zeit beschreibt. Die scheinbare Verteilung, die ein Beobachter auf seiner photographischen Platte zu erwarten hat (wenn die betreffende Theorie der wirklichen Verteilung entspricht), wird nach Milne „Bild der Welt“ genannt. Die Bilder der Welt müssen von den Welt-Karten abweichen, wenn die Rotverschiebungen auf dem Dopplereffekt beruhen, da sich die Nebel weiter entfernen, während das Licht zum Beobachter reist. Die Theorien lassen sich also durch den Vergleich der beobachteten Verteilung mit den berechneten Bildern der Welt prüfen.

<sup>10)</sup> „Relativity, Gravitation and World Structure“, 1935.

Tolman<sup>11)</sup> hat bestimmte Eigenschaften des Bildes der Welt im Modell der allgemeinen Relativitätstheorie berechnet. Unter diesen befindet sich eine Gleichung, die die relativen Anzahlen der Nebel angibt, die man in einem gegebenen Zeitpunkt innerhalb verschiedener Grenzen der scheinbaren Helligkeit beobachten müßte. Aus dieser Beziehung kann man leicht den Einfluß der (als Doppler-Verschiebung gedeuteten) Rotverschiebung auf die Nebelzahlen ableiten. Man erkennt dann, daß die Wirkungen der Rotverschiebungen im Bilde der Welt genau diejenigen sind, die wir im vorangehenden Abschnitt beschrieben haben; nur kommt noch ein Glied hinzu, das den Krümmungsradius  $R$  des Raumes enthält.

Die Raumkrümmung wurde in der vorangehenden Betrachtung vernachlässigt, und es ist denkbar, daß die Widersprüche, die sich bei der Deutung der Rotverschiebungen als Geschwindigkeitsverschiebungen ergeben, durch die Vernachlässigung dieses Umstandes anschaulich erklärt werden. Man wird sich erinnern, daß es eben möglich war, die Nebelzählungen auf Grund der Annahme zu verstehen, daß die Rotverschiebungen nicht auf dem Doppler-Effekt beruhen. Waren aber die Rotverschiebungen Geschwindigkeitsverschiebungen, so waren gewisse Korrekturen wegen der sogenannten Anzahleffekte anzubringen und diese ergaben Widersprüche. Es erhebt sich nun die Frage, ob man durch Einführung einer passenden Raumkrümmung die Ausleseinflüsse genau aufheben und so die scheinbaren Widersprüche beseitigen kann.

Tolmans Beziehung zeigt, daß ein positiver Wert von  $R$  die Widersprüche verkleinern, ein negativer aber sie vergrößern würde. Die negative Krümmung, die ein offenes Weltall ergeben würde, ist damit ausgeschlossen, und die möglichen expandierenden Welten sind auf solche mit positiver Raumkrümmung beschränkt. Sind die Rotverschiebungen Geschwindigkeitswirkungen, so folgt, daß das Weltall geschlossen ist und einen endlichen Rauminhalt und eine endliche Materiemenge enthält.

Die Krümmung, die man braucht, um die Widersprüche zu beheben, ist sehr groß, der Krümmungsradius  $R$  also sehr klein. Er ist tatsächlich vergleichbar mit dem Radius der uns mit den heutigen

<sup>11)</sup> „Relativity, Thermodynamics and Cosmology“ (1934), Kap. X. Die Anwendung auf das derzeitige Problem der Nebeldurchmusterungen wurde von Hubble und Tolman durchgeführt: „Two Methods of Investigating the Nature of the Nebular Red-Shifts“, Mt. Wilson Contribut. Nr. 527; *Astrophysical Journal* **82**, 302, 1935.

Teleskopen zugänglichen Welt. Wenn wir also die Geschwindigkeitsverschiebungen retten wollen, so müssen wir folgern, daß die Welt so klein ist, daß wir bereits einen großen Teil derselben beobachten.

Einige weitere Schlüsse kann man aus der Tatsache ziehen, daß der Radius  $R$  in einem geschlossenen Weltall in einer ganz bestimmten Beziehung zur räumlichen Dichte der Materie (und der Strahlung) im Raume steht. Ein Radius, wie er nötig wäre, um die Geschwindigkeitsverschiebungen zu rechtfertigen, würde einer mittleren Dichte von erheblich mehr als  $10^{-26}$  gramm/cm<sup>3</sup> entsprechen. Dieser Wert ist viel größer als selbst die höchsten Schätzungen der Dichte der über den ganzen Raum gleichmäßig verteilt gedachten Nebelmaterie. Ein ausreichender Betrag solcher Materie könnte vorhanden sein, wenn sie in einer nicht beobachtbaren Erscheinungsform vorkäme; doch auch für solche Materie kann eine obere Dichtegrenze angegeben werden. Die Dichte an den Grenzen des galaktischen Systems ist wahrscheinlich nicht größer als  $10^{-25}$  gramm/cm<sup>3</sup> und die Dichte im umgebenden Raum ist wahrscheinlich noch kleiner. Daran würde auch die Strahlung größenordnungsmäßig nichts ändern.

Wenn die Dichteschätzungen vollkommen zuverlässig wären, so wäre ein Krümmungsradius von der erforderlichen Kleinheit durch die Erfahrung gänzlich ausgeschlossen. Aber ein derart bestimmter Schluß ist wahrscheinlich nicht zu vertreten. Die entscheidenden Daten sind voller Unsicherheiten. Wenn wir die Daten bis an ihre Belastungsgrenze einseitig beanspruchen, so könnten wir die Rotverschiebungen vielleicht in das Rahmenwerk der Durchmusterungen pressen. Dann wäre das Weltall klein und die Dichte der in ihm enthaltenen Materie müßte an der äußerst verstehbaren und zulässigen Grenze liegen.

Gibt man aber andererseits die Deutung als Geschwindigkeitsverschiebungen auf, so müssen wir in den Rotverschiebungen eine bisher unbekannte Naturerscheinung erblicken, deren Gesetze und Auswirkungen man noch nicht kennt<sup>12)</sup>: Das expandierende Weltall der allgemeinen Relativitätstheorie würde zwar theoretisch noch

---

<sup>12)</sup> Ein neues Verfahren, sich dem Problem zu nähern, hat Zwicky in einer Arbeit entwickelt, deren Hauptzweck es ist, „zu zeigen, wie man eine statistische Theorie entwickeln kann, mittels derer es möglich ist, auf eine sehr allgemeine Weise einige der Erscheinungen, die mit der Rotverschiebung des Lichtes auf seinem Wege durch den intergalaktischen Raum zusammenhängen, zu behandeln“. Remarks on the „Redshift from Nebulae“, Phys. Rev. 48, 802, 1935.

bestehen bleiben, aber der Betrag der Expansion könnte aus den Beobachtungen nicht abgelesen werden.

So enden unsere Forschungsreisen im Raum mit einem Fragezeichen. Aber wie könnte das auch anders sein? Wir befinden uns naturnotwendig genau im Mittelpunkt des beobachtbaren Raumbereiches. Unsere unmittelbare Nachbarschaft kennen wir einigermaßen genau. Mit zunehmender Entfernung aber verblaßt unser Wissen — und es verblaßt sehr schnell. Schließlich stehen wir an der im letzten blassen Schein verschwimmenden Grenze — der äußersten Reichweite unserer Fernrohre. Was wir dort messen, sind nur noch Schatten, und inmitten gespenstischer Meßfehler sucht unser Auge nach Meilensteinen, die kaum wirklicher sind als jene.

Doch die Forschung steht niemals still. Ehe nicht die Quellen, aus denen wir unsre Erfahrungen schöpfen, völlig versiegt sind, brauchen wir nicht in das Traumland der bloßen Vermutungen überzusiedeln.

## Namen- und Sachregister

- Absolute Helligkeiten, Skala der 12ff.; von Nebeln 54, 55, 142, 150, 159, 160, 162, 163; von den hellsten Sternen in Nebeln 145, 146; spektrographische 46, 47.
- Absorbierende Schicht im galaktischen System 27, 58ff., 61, 62, 118.
- Absorption des Lichtes im interstellaren Raum 27, 57ff., 61, 62; im internebularen Raum 173, 174, 175.
- Abweichungen von der gleichförmigen Verteilung 64, 169, 181ff.
- Allgemeine Erscheinungsformen der Nebel 34ff.
- Allgemeines Feld 141ff.; Nebelverteilung im 61ff.; Leuchtkräfte 147ff., 153, 162ff.
- Almagest 9.
- Alpha Centauri 7, 8.
- Ames, Adelaide 55, 173, 174.
- Anagalaktische Nebel 16.
- Anzahl der Nebel im beobachtbaren Raumteil 19, 23, 28, 177.
- Anzahleffekt 179, 180, 185.
- Astronomie, die Sprache der 7ff.
- Astronomische Entfernungseinheit 8.
- Aufgelöste Nebel, Mustersammlung von 142, 148.
- Auflösung von Nebeln 25, 77, 81ff.; Änderung über die Klassifizierungsfolge 47ff.; veränderliche Sterne 85ff.
- Auswahleffekte, Einfluß auf die Nebelverteilung 55; auf die mittleren absoluten Helligkeiten 159, 160ff.
- Baade, Walter 134.
- Beobachtbarer Raumteil 18ff., 26ff., 31, 168, 174, 177, 186; Definition 18; Dimensionen 28, 177; Dichte 19, 28, 174; Anzahl der Nebel 19, 23, 24, 28, 177.
- Bernard de Chartres 1.
- Besondere Bewegungen der Nebel 99ff., 107, 158.
- Besondere Nebel 43.
- Bezeichnung von Nebeln 16ff.
- Bilder der Welt 184, 185.
- Bracey, R. J. 108.
- Braceys Kamera-Linsensystem 108.
- Bruggencate, P. ten 37.
- Campbell, Norman 1, 2.
- Canopus 11.
- Cepheiden 13ff.; Perioden-Helligkeitsbeziehung der 13ff.; in Nebeln 25, 77, 83ff., 141, 142, 146.
- Cosec-Gesetz der lokalen Verdunklung 59, 60.
- Curtis, Heber D. 39, 43, 78, 79, 81.
- Davis, Hellen 16.
- Delta Cephei 13.
- Derham, William 21.
- de Sitter, W. 100, 101, 103, 181, 183.
- Deutung der Rotverschiebungen 98, 99, 181ff.
- Dichte der Materie im Raume 18, 28, 174, 175, 177, 186.
- Diffuse Nebel 24.
- Dimensionen der Nebel 26, 91ff., 164ff.; in der lokalen Gruppe 117; Vergleich zwischen M 31 und dem galaktischen System 90, 91.
- Dose, A. 103.
- Dreyer, J. L. E. 16, 23.
- Duncan, John C. 85, 88.
- Durchmesser-Helligkeitsbeziehung 44ff., 164.
- Durchmusterung von Nebeln 54ff., 168ff.; Harvard Durchmusterung 55, 173; Mayalls Durchmusterung 169; Mt. Wilson 55ff., 168ff.; andere Durchmusterungen 64.

- Durchschnittstypus von Haufennebeln 71, 73; von Nebeln des allgemeinen Feldes 50, 174.
- Eddington, Sir Arthur 102, 144.
- Effektive Temperaturen der Nebel 180, 181.
- Einfluß der Rotverschiebungen auf die scheinbaren Helligkeiten 169, 172, 177ff., 181ff.; Anzahleffekt 178, 179, 185; Energieeffekt 178, 179ff.
- Einstein, Albert 101, 183.
- Einsteins Universum 101, 183.
- Elliptische Nebel 34, 35ff., 51; typische Beispiele 127ff.
- Elliptizität, Definition 37.
- Energieeffekt 178, 180ff.
- Entfernungen der Nebel, Entwicklung der Kriterien 76ff.; frühere Schätzungen 79ff.; vgl. Kriterien der Entfernung.
- Entfernungseinheiten 71, 154; Lichtjahr, parsec, astronomische Einheit 7, 8; Entfernungsmodul 13.
- Entwicklung der Nebel 35, 42, 50, 69.
- Erforschung des Raumes 18ff., 168; Entwicklungsgeschichte 19, 20.
- Expandierendes Weltall 30, 113, 183ff.
- Extragalaktische Nebel 15, 16, 24; im Gegensatz zu den galaktischen Nebeln 23, 24.
- Extrapolation 3, 168.
- Fachausdrücke, astronomische 7ff.
- Fath, E. A. 95.
- Farben der Nebel 48ff.
- Farbenabweichung 48ff.
- Farbenindex 12.
- Ferne Milchstraßen 15ff., 89ff.
- Flächenhelligkeit der Nebel 45ff.
- Folge regelmäßiger Nebel (Klassifizierung) 34, 41ff.; Änderung längs der Folge, Flächenhelligkeit 44ff.; Spektraltypus 46ff.; Farben 48; Auflösung 48ff.; relative Häufigkeiten 50, 51.
- Formel für gleichförmige Verteilung 64, 171.
- Friedmann, A. 183.
- Galaktische Nebel 16, 24.
- Galaktisches System 119ff., 177.
- Galaktische Verdunklung 57ff.; vgl. auch absorbierende Schicht und Verdunklungszone.
- Galilei 23.
- Galaktischer Gürtel 61, 62, 170.
- Geschlossene Spiralen (☉-förmige) 39.
- Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung 3, 4, 28ff., 95ff.; die ersten Untersuchungen 99ff.; Formulierung der linearen Beziehung 105ff.; aus Haufen 108, 153ff.; aus isolierten Nebeln 109, 153ff.; aus aufgelösten Nebeln 153ff.; Eichung 156; in der lokalen Gruppe 139, 140; Bedeutung 110ff., 181ff.
- Größenklassen, vgl. absolute und scheinbare Größenklassen.
- Gruppen von Nebeln 69, 70; lokale Gruppe 70, 115ff.
- Haark, G. E. H. 79.
- Hale, George E. 108.
- Haufen von Nebeln 70ff., 108, 115ff., 121, 124, 125, 131, 133, 134; Radialgeschwindigkeiten 108ff.; Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung 153ff.; Leuchtkräfte der Mitglieder 159ff.
- Hauptkörper von Nebeln 49, 50, 120, 122, 131, 133, 164.
- Helligkeitsgradienten in Nebeln 34.
- Helligkeitsverhältnisse in Größenklassen ausgedrückt 9ff.
- Hellste Sterne in Nebeln, Definition der 141, 145; in der lokalen Gruppe 139; in aufgelösten Feldnebeln 141ff., im Virgo-Haufen 151; als Entfernungskriterium 146ff., 153ff., 155, 156.
- Herschel, Sir John 23.
- Hertzprung, E. 14.
- Holetschek, J. 46, 51.

Hubble, Edwin 35, 44, 57, 90, 106, 109, 110, 124, 125, 127, 128, 131, 134, 135, 145, 148, 151, 170, 181, 185.

Huggins, Sir William 24, 95.

Humason, Milton 47, 49, 107, 108, 109, 110, 125, 135, 144, 148.

Humboldt, Alexander von 22.

Indexkatalog (IC) 16, 17; IC 10 58, 135ff.; IC 342 135ff.; IC 1613 134.

Internebulärer Raum, Inhalt des 175ff.; vgl. auch Materiedichte des Raumes.

Isophoten elliptischer Nebel 37, 128.

Jeans, Sir James 35, 81.

Kant, Immanuel 21, 22, 23.

Kants Theorie der Weltinseln 21ff.

Katalog der Nebel, Messiers 16, 23; Herschels „General Catalogue“ 23; Dreyers „New General Catalogue“ (NGC) und „Index Catalogue“ (IC) 16, 23; Holetscheks Liste 46, 51; Harvard Katalog der hellsten Nebel 17, 46, 51, 55, 173.

Kerne von Nebeln 33, 127, 128; Spektren 43.

Klassifizierung von Nebeln 33ff., 51, 52; Kriterien 34, 35; allgemeine Züge 34ff.; regelmäßige Nebel 35, unregelmäßige 35, 43ff.; Folge der regelmäßigen Nebel 35, 41ff.; besondere Nebel 43; relative Häufigkeiten der Typen 50; Durchschnittstypus 174.

Kosmologie 113, 125.

Kosmologische Konstante 183.

Kosmologische Theorien 183, 184ff.

Kriterien der Entfernung 77ff., 141ff.; Novae 77ff.; Cepheiden 85ff.; hellste Sterne 92ff., 141ff., 145ff., 153ff., 156; totale Helligkeiten 93, 142; Rotverschiebungen 93, 109ff.

Kriterien bei der Klassifizierung 34, 35.

Krümmung des Raumes 183ff.

Krümmungsradius des Raumes 183ff. Kugelhaufen 48, 61, 91ff., 116, 122, 123, 125ff., 143ff.

*K*-Wert bei Radialgeschwindigkeiten 99ff.; eine Konstante 99, 100; eine Funktion des Abstandes 100, 101, 102; eine lineare Funktion 105, 110ff.; vgl. auch Geschwindigkeit-Entfernungsbeziehung.

Leavitt, Henrietta S. 14, 123.

Leuchtkraftfunktion für Nebel 54, 142; in der lokalen Gruppe 137; von auflösbaren Nebeln 147ff.; im allgemeinen Feld 153, 162ff.; in Gruppen 70; in Haufen 71, 159ff.

Leuchtkräfte von Nebeln des allgemeinen Feldes 162ff.; Änderung mit dem Typus 146, 163; mittleres *M* für Nebel in einem vorgegebenen Raumvolumen 142, 151; für Nebel von gegebenem *m* 159, 160ff.

Logarithmen 10.

Lokale Gruppe 70, 115ff.; bekannte Mitglieder 115ff.; mögliche Mitglieder 117, 134ff.; Dimensionen 116, 117; eine Mustersammlung von Nebeln 139ff.; hellste Sterne in der 129.

Lundmark, Knut 16, 35, 44, 79, 80, 83, 90, 100, 104, 105.

Luplan-Janssen, C. 79.

Magellan-Wolken 121ff.; Cepheiden in den 13ff.

Malmquist, K. G. 161.

Massen von Nebeln 163ff.; aus der spektrographischen Rotation 165, 167; aus der inneren Bewegung im Virgo-Haufen 167.

Maupertius 21.

Mayall, N. U. 58, 137, 169.

Messier, Charles 16, 23.

Messier 31 124ff.; Messier 32 128ff.; Messier 33 131ff.

Milchstraße 16; verdunkelnde Wolken in der 27, 57ff.

Milne, E. A. 184.

- Mittlerer Abstand von Nebeln 174.  
Mond 7, 11, 19.  
Mustersammlungen von Nebeln, vgl. lokale Gruppe, aufgelöste Nebel, allgemeines Feld und Nebelhaufen.
- Nebel, Definition der 15ff., 24; Katalog der 16ff.; Natur der 23ff.; Auflösung 23, 25; Leuchtkraft 25ff., 54ff., 142, 150, 159ff., 162ff.; Dimensionen 26, 91ff., 116, 117, 163ff.; Massen 163ff.; Klassifizierung 26, 33ff., 51, 52.  
New General Catalogue (NGC) 17, NGC 205 129, NGC 6822 134, NGC 6946 135.  
Newton, Isaac 1.  
Nichol, J. P. 16.  
Normale Spiralen 39.  
Novae in Nebeln 25, 78, 79, 81, 122, 123, 125, 137, 139, 143; normale Novae 137, 139; Supernovae 24, 79, 139.
- Oepik, E. 79, 165.  
Orion-Nebel 16, 48.
- Parallaxe 7, 8, 20, 142.  
Periode-Helligkeitsbeziehung der Cepheiden 13ff.; Entdeckung 13, 14; Hertzsprungs Eichung 14; Shapleys Revision 14, 15.  
Planetarische Nebel 24.  
Plaskett, J. S. 119.  
Pluto 7.  
Pogson, Norman 10.  
Polkappen 61, 62, 170.  
Praesepe 23.  
Ptolemäus 9.
- Radialgeschwindigkeiten der Nebel 30, 77; erste Geschwindigkeit 95; Sliphers Liste 25, 78, 97ff., 107, 108; Humasons Liste 107ff.; Deutung 98ff.; Sonnenbewegungen 98ff.; besondere (Eigen-) Bewegungen der Nebel 98, 107, 158; Radialgeschwindigkeiten in der lokalen Gruppe 140; in Haufen 108ff.; im allgemeinen Feld 109ff.
- Ranyard, A. Cowper 82.  
Raum, Erforschung des 18ff., 168; Bewohner des 25ff.; Krümmung des 183ff.; vgl. auch beobachtbarer Raumteil.  
Rayton, W. B. 108.  
Raytons Kamera-Objektiv 108.  
Regelmäßige Nebel 35.  
Reich der Nebel 26ff., 168ff.  
Relative Häufigkeiten der Nebeltypen 50, 51; Durchschnittstypus 174.  
Reynolds, J. H. 41, 129.  
Ritchey, G. W. 78, 82, 83.  
Robertson, H. P. 183.  
Roberts, Sir Isaac 82.  
Rosse, Countess of 16.  
Rosse, Lord 16.  
Rotation der Nebel, Winkel- 77, 90, 91; spektrographische 165, 166.  
Rotverschiebungen in Nebelspektren 30, 110ff., 178ff.; als ein Entfernungskriterium 110ff.; Bedeutung 111ff.; Einfluß auf die scheinbare Helligkeit 64, 178ff.; Deutungen 112ff., 181ff.  
Russell, H. N. 15, 175.
- Sarton, George 1, 2.  
Scheinbare Geschwindigkeiten der Nebel 30, 114.  
Scheinbare Helligkeiten, Skala der 9ff.  
Scheiner, J. 95.  
Schwächste noch photographierte Nebel 28, 65, 177.  
Seares, Frederick H. 50.  
Shapley, Harlow 15, 16, 55, 81, 82, 91, 92, 121, 123, 125, 173.  
Sirius 11.  
Slipler, V. M. 25, 77, 95, 97, 98, 101, 105, 107.  
Smith, Sinclair 37, 128, 166.  
Sonne, Entfernung 7, 8, 18; scheinbare Helligkeit 11; absolute Helligkeit 13, 115.  
Sonnenbewegung relativ zu den Nebeln 99, 100, 101, 106, 110.  
Sonnensystem 18.

- Spektren von Nebeln 24, 29ff.; visuelle Beobachtungen 23, 95; die ersten Spektrogramme 95; Nebelkernspektren 43; Emissionsspektren 47, 48, 133, 140; Spektraltypen 51ff.; vgl. auch Rotverschiebungen.
- Spektren, Typen von 29; Sonnenspektren und Sternspektren 29.
- Spektrographische absolute Helligkeit von M 32 47.
- Spektrographische Rotation 167, 168.
- Spiralnebel 35, 38ff.; normale Spiralen 38; geschlossene,  $\Theta$ -förmige Spiralen 38, 39; Folge der Spiralen 41ff.
- Standard-Nebel 44ff.
- Stebbins, Joel 48, 61, 92, 125.
- Sternhaufen 23.
- Sternsystem 18; vgl. auch galaktisches System.
- Strömberg, Gustaf 98, 104.
- Ten Bruggencate, P. 37.
- Tolman, Richard C. 68, 181, 184.
- Truman, A. H. 99.
- Universum, Einstein- 101, 183; de Sitter- 101ff., 183; expandierendes Universum 30, 113, 183ff.; beobachtbarer Raumteil als Muster des 18, 31, 32.
- Unregelmäßige Nebel 35, 44ff.
- Van Herk, G. 121.
- Van Maanen, Adriaan 77, 90.
- Vega 11.
- Venus 11.
- Verdunklung innerhalb des galaktischen Systems 27; verdunkelnde Wolken 27, 57ff.; absorbierende Schicht 27, 58ff., 59, 61, 62; Verdunklungszone 57ff.
- Verdunklung in Nebeln 43, 44.
- Verteilung der Nebel 53ff., 168ff.; Methoden zur Untersuchung 53ff.; Auswahleffekte 55; Nebeldurchmusterungen, Harvard 55, 173; Mayalls 168, 169; Mt. Wilson 56ff., 168ff.; Verdunklungszone 57, 58; Polkappen, galaktischer Gürtel und allgemeines Feld 61ff., 169; Tiefenverteilung im Großen 27, 28, 63ff., 168, 169ff.; Vergleich mit der Sternverteilung 64, 65; Verteilung im Kleinen 26, 65ff.; Streuung unter den Mustern 66ff.; Gleichung für gleichförmige Verteilung 63, 64, 170; merkbare Abweichungen 64, 168, 181ff.; Ursache der Abweichungen 170, 171; Verbesserte Verteilung 172, 173; quantitative Beschreibung 173, 174.
- Virgo-Haufen 49, 50, 93, 106, 108; Entfernung 150ff.; Auflösung von Mitgliedern 3, 16; Leuchtkräfte im 153, 154, 159ff.; Masse des 166, 167.
- Wattenburg, D. 121.
- Weltall, vgl. Universum.
- Welt-Bilder 184, 185.
- Weltinseln 77, 89ff.; Theorie der 20ff., 25; Wrights Spekulationen 20; Kants Theorie 21ff.; Bestätigungen 25, 89ff.; vergleichbare Milchstraßen 89ff.
- Weltkarten 184.
- Whitford, A. E. 92, 125.
- Wilson, R. E. 121.
- Winkeldrehung von Nebeln 77, 78, 90, 91.
- Wirtz, C. 100, 102, 103, 104.
- Wissenschaftliche Forschung 1ff.; Gegenstand der 1ff.; Methoden 2ff.; Theorien 5, 31; Annäherung durch Beobachtung 2ff.; theoretische Annäherung 4ff.
- Wolf, Max 95.
- Wright, Thomas 20.
- Zeipel, H. von 83.
- Zone der Verdunklung 57ff.
- Zwicky, Fritz 186.