

---

# Zur Ideengeschichte des Kosmos

## Kosmologie als moderne Naturwissenschaft

**Ruth Durrer**

*Im 20. Jahrhundert entwickelte sich die Kosmologie zu einer modernen Naturwissenschaft. Es hat sich ein kosmologisches Standardmodell, das Urknallmodell, durchgesetzt (1–4). In diesem Aufsatz werden die wichtigsten Beobachtungen, die dieses Modell stützen, diskutiert. Aber auch auf offene Fragen und Grenzen des Urknallmodells wird eingegangen. Anhand der Problemkreise Inflation und dunkle Materie wird das Zusammenspiel zwischen Teilchenphysik und Astrophysik aufgezeigt, das in der Kosmologie immer wichtiger wird. Komplementär zu Beschleuniger-Experimenten werden uns in Zukunft vielleicht kosmologische Beobachtungen Aufschluss geben über die Struktur der Materie bei sehr hohen Energien.*

### 1 HISTORISCHE EINFÜHRUNG

Die Kosmologie beschäftigt sich mit dem Universum als Ganzes; mit seiner Entstehung, Dauer, Ausdehnung, Entwicklung usw. In diesem Sinne behandelt die Kosmologie Problemkreise, welche die Menschheit schon seit jeher interessieren. Kosmologische Fragestellungen wurden lange Zeit durch Religionen und Mythen beantwortet. Eine naturwissenschaftliche Behandlung war auf Grund der fehlenden Beobachtungsdaten bis vor etwa 70 Jahren nicht möglich.

Wohl die erste, im modernen Sinn naturwissenschaftliche, kosmologische Idee formuliert Isaac Newton um 1692 in einem Brief an Richard Bentley. Dabei schlägt er vor, dass sich die Sterne durch Gravitationsanziehung aus einer einermassen homogenen Materieverteilung gebildet haben. Eine Vorstellung, welche noch heute Gültigkeit hat.

Der nächste, grundlegend neue Beitrag zur Kosmologie stammt von Albert Einstein (1916). Weniger als ein Jahr nach der Publikation seiner Feldgleichungen präsentiert Einstein ein Modell zur geometrischen Beschreibung des Universums als Ganzes. Es handelt sich um eine homogene, isotrope und statische Lösung der Einsteinschen Feldgleichungen. Der dreidimensionale Raum hat dabei die Gestalt einer Dreisphäre, der Oberfläche einer vierdimensionalen Kugel. Um zu einem statischen, isotropen Universum zu gelangen, musste Einstein seine Feldgleichungen um den sogenannten «kosmologischen Term» erweitern und die kosmologische Konstante  $\Lambda$  einführen. (Dies nennt er später den grössten Fehler seines Lebens.)

Sechs Jahre später publiziert Alexander Friedmann, ein russischer Mathematiker und Meteorologe, eine Verallgemeinerung des Einsteinschen kosmologischen Modells: Er lässt die Bedingung der Statizität fallen und findet so mehrere Familien von Lösungen, für welche eine kosmologische Konstante nicht notwendig ist. Der dreidimensionale Raum ist in diesen Lösungen entweder wiederum die Dreisphäre mit positiver Krümmung,  $K > 0$ , der dreidimensionale Euklidsche Raum,  $K = 0$ , oder die Pseudosphäre, ein Raum mit konstanter negativer Krümmung,  $K < 0$ . Der dreidimensionale Raum dehnt sich entweder aus oder kontrahiert. Die Einsteinschen Feldgleichungen reduzieren sich in diesem Fall zu den Friedmangleichungen. Die erste ist eine Beziehung zwischen der Expansionsgeschwindigkeit  $H$  des Universums und der mittleren Energie-Massendichte  $\rho$  (s. auch 5):

$$H^2 + Kc^2 = 8\pi G\rho/3 \quad [1]$$

Hier bezeichnet  $G$  die Newtonsche Gravitationskonstante und  $c$  die Lichtgeschwindigkeit. Die zweite Friedmangleichung beschreibt, wie sich die Energiedichte im Laufe der Zeit ändert:

$$d\rho/dt = -3(\rho + p)H \quad [2]$$

Hier bezeichnet  $p$  den Druck.

Falls die kosmologische Konstante  $\Lambda$ , welche ja nun nicht mehr notwendig (aber möglich) ist, vernachlässigt werden kann, so können die drei Familien von Lösungen auch durch den Dichteparameter  $\Omega = \rho/\rho_c$  charakterisiert werden. Dabei ist  $\rho_c$  die Energiedichte eines Universums mit  $K = \Lambda = 0$ , gemäss [1] also  $\rho_c = 3H^2/8\pi G$ .

- Für  $\Omega = 1$ , ist der dreidimensionale Raum Euklidisch,  $K = 0$ .
- Ist hingegen  $\Omega > 1$ , die Dichte also grösser als die kritische Dichte, so ist der dreidimensionale Raum eine Dreisphäre,  $K > 0$ .
- Falls  $\Omega < 1$ , so ist  $K < 0$ , der dreidimensionale Raum also eine Pseudosphäre.

Ist das Universum zu einem bestimmten Zeitpunkt in Ausdehnung begriffen, so kann sich dies nur im Fall  $K > 0$  später zur Kontraktion umkehren. Wenn die Energiebedingung

$$(\rho + 3p) > 0 \quad [3]$$

erfüllt ist, so findet diese Umkehrung für positive Krümmung mit Sicherheit statt. Für  $K \leq 0$  verlangsamt sich die Ausdehnung zwar stetig, falls [3] erfüllt ist, kommt jedoch nie zum Stillstand. Man kann auch zeigen, dass alle Lösungen, für welche [3] gilt, in endlicher Vergangenheit eine Singularität aufweisen. Das heisst, dass es einen Zeitpunkt gibt, welchen wir mit  $t = 0$  bezeichnen, in dem die Raumkrümmung und die Energiedichte unendlich gross werden. Die Singularität ist

nicht etwa eine Folge der hohen Symmetrie der Friedmannschen Raumzeiten, sondern eine generische Eigenschaft sich ausdehnender Räume, welche [3] erfüllen. Dies wurde in den 60er Jahren von den mathematischen Physikern Steven Hawking und Roger Penrose in verblüffender Allgemeinheit bewiesen.

Doch vorerst sind die Friedmann-Universen einfach hochsymmetrische Lösungen der Einsteinschen Feldgleichungen. Was haben sie mit dem beobachtbaren Universum, in dem wir leben, zu tun? Diese Frage interessierte den Mathematiker Friedmann nicht besonders.

Ebenfalls in den 20er Jahren fand jedoch der amerikanische Astronom Edwin Hubble mit seinen Mitarbeitern, dass die Spiralnebel, welche schon aus dem 18. Jahrhundert bekannt waren, nicht einfach Gasnebel sind, sondern dass sie riesige Sternensysteme darstellen wie unsere Milchstrasse und deshalb auch viel weiter entfernt sind, als ursprünglich angenommen. Hubble schloss, dass unser Universum nicht gleichmässig mit Sternen erfüllt ist, sondern mit solchen Sternensystemen, mit Galaxien. Es gelang ihm schliesslich, den Abstand und die Geschwindigkeit einiger dieser Galaxien zu bestimmen. Dabei fand er ein merkwürdiges Gesetz: Alle Galaxien entfernen sich von uns, und zwar mit einer Geschwindigkeit  $v$ , welche proportional ist zum Abstand  $R$  der Galaxie von unserer Milchstrasse:

$$v = H_0 R \quad [4]$$

Die Proportionalitätskonstante  $H_0$  ist der Hubbleparameter. Sein Wert ist durch astronomische Beobachtungen zu

$$50 \text{ km/sMpc} \leq H_0 = h100 \text{ km/sMpc} \leq 90 \text{ km/sMpc} \quad [5]$$

bestimmt. (Hubbles ursprüngliches Resultat war um mehr als einen Faktor 10 zu hoch!) Der heutige Unsicherheitsfaktor  $h$  liegt also im Bereich  $0,5 \leq h \leq 0,9$ . Die Distanz  $1\text{Mpc}$  beträgt etwa 3 Millionen Lichtjahre. Dies ist ungefähr der mittlere Abstand zwischen Galaxien. Es ist ein vordringliches Ziel der beobachtenden Kosmologie (insbesondere auch mit Hilfe des Hubble-Space-Teleskops) den Wert  $H_0$  genauer zu bestimmen. Mittels [5] kann die gegenwärtige kritische Dichte berechnet werden:

$$\rho_c(t_0) = 3H_0^2/8\pi G \cong 2h^2 10^{-29} \text{ g/cm}^3.$$

Hubbles Gesetz [4] ist genau das, was man in einem sich ausdehnenden Friedmann-Universum erwartet. Wie bei Punkten auf einem Ballon, welcher aufgeblasen wird, ist die Entfernungsgeschwindigkeit zweier Galaxien proportional zu deren Abstand voneinander. George Lemaître, ein belgischer Abbé, wusste von Hubbles Befunden, als er 1925 ebenfalls die Friedmannschen Lösungen beschrieb. Hat Lemaître die Friedmannschen Arbeiten gekannt? Er zitiert sie nicht. Lemaître geht weiter als Friedmann. Er postuliert, dass unser Universum auf grossen Skalen (im Mittel) durch eine Friedmann-Lemaître-Lösung beschrieben

wird. Er nimmt ferner an, dass sich der gegenwärtige Zustand des Universums aus einem viel dichteren, heisseren thermischen Zustand durch adiabatische Ausdehnung und Abkühlung entwickelt hat. Lemaître ist damit der erste, der diese mathematischen Lösungen der Einsteinschen Feldgleichungen mit physikalischen Vorstellungen bereichert und wird deshalb oft, zu recht, als «Vater der Kosmologie» bezeichnet.

In den späten 40er und 50er Jahren führt George Gamov, ein russisch-amerikanischer Physiker, folgende Überlegungen aus: Falls das Universum aus einem heissen, dichten Zustand hervorging, so bestand es bei einer Temperatur<sup>1</sup> von  $T > 1\text{MeV} \approx 10^{10}\text{K}$  ( $K = \text{Grad Kelvin}$ ) aus einem Gemisch von Photonen, Neutrinos, Elektronen, Protonen und Neutronen.<sup>2</sup> Erst als die Temperatur unterhalb  $0,1\text{MeV} \approx 10^9\text{K}$  fiel, wurde Deuterium (schwerer Wasserstoff, die Verbindung von einem Proton mit einem Neutron) stabil, und es konnten sich durch Kernfusion schwerere Elemente bilden. Mit Hilfe von numerischen Rechnungen finden Gamov und seine Mitarbeiter, dass praktisch alle noch vorhandenen Neutronen zu Helium verbrennen, und dass damit etwa 25% der Nukleonen Helium bilden, während die restlichen 75% fast vollständig Wasserstoff (also einzelne Protonen) bleiben (4).

Diese Berechnungen lösen ein bekanntes Problem: Hans Bethe und seine Mitarbeiter haben nämlich seit einiger Zeit eine vernünftige Erklärung für das Sternen- und Sonnenlicht gefunden. Sie nahmen an, dass Sterne Wasserstoff zu Helium verbrennen und daraus ihre Energie gewinnen. Damit können sie die Leuchtkraft und das Spektrum sonnenähnlicher Sterne grob wiedergeben. Es blieb jedoch ein Rätsel, weshalb die Massenhäufigkeit von Helium im Universum ganz universell überall etwa  $\frac{1}{4}$  beträgt, während man von der stellaren Aktivität eine räumlich variable und viel geringere Heliumhäufigkeit erwartet.

Die Gamovschen Rechnungen wurden im nachhinein wesentlich erweitert und verfeinert. Auch die äusserst geringen Häufigkeiten von Deuterium, Helium-3 und Lithium wurden bestimmt.

Gamov schliesst weiter, dass das kosmische Plasma unterhalb einer gewissen Temperatur zu neutralem Helium und Wasserstoff kombiniert und somit für die elektromagnetische Strahlung durchsichtig wird. Er postuliert deshalb eine kos-

- 1 Wir geben Temperaturen oft in Energieeinheiten an. Die angegebene Energie ist dann etwa die mittlere kinetische Energie eines Gasteilchens in einem Gas mit der entsprechenden Temperatur. Die Proportionalitätskonstante zwischen Energie und Temperatur ist die Boltzmannsche Konstante. Die Energie 1MeV (Megaelektronen-Volt) entspricht der kinetischen Energie, welche ein Elektron beim Durchqueren einer Potentialdifferenz von einer Million Volt aufnimmt.
- 2 Photonen sind Lichtquanten, Quanten elektromagnetischer Strahlung. Neutrinos sind masselose oder zumindest sehr leichte Teilchen, welche bei radioaktiven Zerfällen ( $\beta$ -Zerfall) entstehen. Elektronen sind die negativ geladenen Teilchen, welche die Hülle der Atome ausmachen. Der Atomkern besteht aus positiv geladenen Protonen und neutralen Neutronen. Protonen und Neutronen werden deshalb auch *Nukleonen* genannt. Sie sind etwa 2000 mal schwerer als Elektronen.

mologische thermische Hintergrundstrahlung, deren Temperatur er zwischen 2K und 20K schätzt.

Eine solche isotrope Hintergrundstrahlung wird schliesslich um 1965 von den amerikanischen Radiotechnikern Arno Penzias und Robert Wilson beim Testen hochsensitiver Radioantennen zufällig entdeckt. Diese Entdeckung verhalf der Friedmann-Lemaître-Gamov-Kosmologie zum Durchbruch. In der Folge wurde das aus einem heissen, dichten Anfangszustand hervorgehende, adiabatisch expandierende Universum, das «Urknallmodell», von den meisten Physikern und Astronomen akzeptiert, auch wenn noch einige wichtige Fragen für ein detailliertes Bild bis heute ungeklärt sind.

Im Jahr 1978 erhielten Penzias und Wilson für ihre Entdeckung den Nobelpreis. Das Spektrum und die Isotropie der kosmischen Hintergrundstrahlung sind bis heute ein Hauptgegenstand kosmologischer Untersuchungen.

## 2 DAS URKNALLMODELL

Natürlich umfasst das Bild des adiabatisch expandierenden, sich abkühlenden Universums eine ganze Reihe von detaillierten Modellen, und wenn in der populären Presse steht «der Urknall kommt zu Fall», so bedeutet dies meist, dass ein vielleicht zurzeit bevorzugtes Modell im Widerspruch zu neuen Beobachtungen steht. Die zu Grunde liegende Idee des adiabatisch expandierenden Universums wird jedoch bestimmt über weite Bereiche Gültigkeit bewahren.

Astronomische Beobachtungen stützen die Urknall-Idee über einen Temperaturbereich von ca. 10 Grössenordnungen und über eine Zeitspanne von fast 16 Grössenordnungen: Als das Universum etwa eine Minute alt war (vom Zeitpunkt der Singularität aus gemessen), bei  $T \approx 1\text{MeV} \approx 10^{10}\text{K}$  nahm die Heliumbildung (Nukleosynthese) ihren Anfang (4). Heute, im Alter von etwa  $10^{10}$  Jahren, beträgt die Temperatur noch  $T \approx 2,7\text{K}$ . In dieser Zeitspanne ist die isotrope, adiabatische Expansion ziemlich gesichert. Über frühere Zeiten und insbesondere über die Singularität selbst herrscht allerdings noch Ungewissheit.

Aus der Teilchenphysik wissen wir noch über etwas höhere Temperaturen Bescheid: Bei  $T \geq 100\text{MeV}$  hat die Materie die Form eines Quark-Gluon<sup>3</sup>-Plasmas, das bei  $T \approx 100\text{MeV}$  zu Protonen und Neutronen kondensiert. Noch früher, bei etwa  $T \approx 10^5\text{MeV}$  findet der elektro-schwache Phasenübergang statt. Bei diesem erhalten die W und Z Bosonen<sup>4</sup> ihre Masse, und die Schwache Wechselwirkung wird schwach. Bis zu diesem Zeitpunkt war sie etwa gleich stark wie die Elektromagnetische. Es ist möglich, dass bei diesem Prozess auch ein kleiner Überschuss (etwa 1 in  $10^{10}$ ) an Teilchen gegenüber Antiteilchen erzeugt wird. Etwa zur Zeit des Quark-Nukleon-Phasenüberganges zerfallen die Teilchen-

3 Quarks und Gluonen sind die Bestandteile der Nukleonen. Sie treten bei tiefen Temperaturen nicht isoliert auf.

4 W und Z Bosonen sind die Austauschteilchen der schwachen Wechselwirkung. Sie spielen für diese dieselbe Rolle wie die Photonen für den Elektromagnetismus.

Antiteilchen-Paare, und nur der winzig kleine Überschuss bleibt erhalten. Er reicht jedoch aus, um die beobachteten Galaxien, Sterne und nicht zuletzt auch uns zu bilden. Diese Möglichkeit hat den Vorteil, dass wir, ausgehend von einem symmetrischen Universum, die heute asymmetrische Situation (viel mehr Teilchen als Antiteilchen) auf eine natürliche Weise erklären können. Leider sind die Berechnungen des Teilchenüberschusses wie auch der elektro-schwache Phasenübergang selbst, trotz intensiver Forschung, noch ziemlich unverstanden.

Die thermische Geschichte des Universums ist in Abb. 1 schematisch dargestellt. Die Vorstellungen über das Universum bei Temperaturen grösser als 1 MeV werden noch durch keine kosmologischen Messungen bestätigt. Die folgenden drei Beobachtungen sind die Hauptstützen des Urknallmodells:

- Die isotrope Expansion des Universums mit einer mittleren Ausdehnungsgeschwindigkeit  $H_0$  von  $(50-90) \text{ km/sMpc}$ .
- Die beobachtete Häufigkeit der leichten Elemente, Deuterium, Helium-3, Helium-4 und Lithium-7. Sie stimmt für alle vier Elemente, deren Häufigkeiten um mehr als 9 Grössenordnungen variieren, mit der berechneten Häufigkeit überein. Dies für eine Baryondichte<sup>5</sup> von  $\Omega_B h^2 \approx 0,015$  in Einheiten der

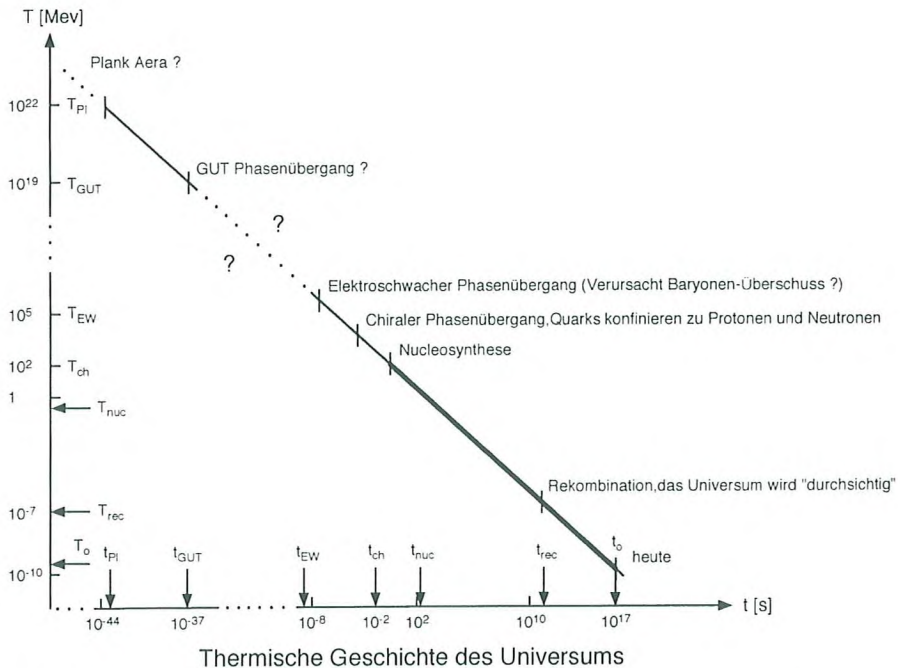


Abb. 1. Die thermische Geschichte des Universums als Zeit-Temperatur-Diagramm (in logarithmischen Skalen). Der fett ausgezogene Bereich der  $T(t)$  Kurve wird durch Beobachtungen gestützt. Fragezeichen geben an, dass es sich hierbei um Hypothesen handelt. Die eingezeichneten speziellen Ereignisse sind im Text erläutert.

kritischen Dichte (Abb. 2). Ein Wert, der auch mit (sehr schwierigen) direkten Messungen verträglich ist. Diese Übereinstimmung widerspiegelt das beeindruckende Zusammenspiel zwischen Kernphysik, Teilchenphysik und astronomischen Beobachtungen, wie es in der Kosmologie zum Tragen kommt.

- Der dritte Stützpfeiler ist die kosmische Hintergrundstrahlung im Mikrowellenbereich mit einer Temperatur von  $T = (2,726 \pm 0,01)K$  und mit dem genauesten je gemessenen thermischen Spektrum (Planck-Verteilung). Die Hintergrundstrahlung ist auf allen Winkelskalen äusserst isotrop mit Schwankungen, welche kleiner sind als 0,1 Promille ( $10^{-4}$ ). Ausgenommen von dieser Isotropie ist ein Dipolmoment von  $10^{-3}$ , welches durch unsere Bewegung relativ zu diesem Hintergrund zustande kommt. Die Ausmessung des kosmischen Mikrowellenhintergrundes stellt die erste kosmologische Präzisionsmessung dar.

Die hier beschriebenen Grundlagen der Kosmologie lassen allerdings einige Fragen offen. So ist es zum Beispiel klar, dass irgendwann, bei genügend hohen Temperaturen, genügend nahe bei der Singularität, das Urknallmodell ungültig wird. Dies passiert spätestens, wenn wir uns der Singularität bis auf die Planckzeit,  $t_{pl} \approx 10^{-43}s$ , annähern. Zu dieser Zeit herrscht eine Temperatur von etwa  $10^{22} MeV$

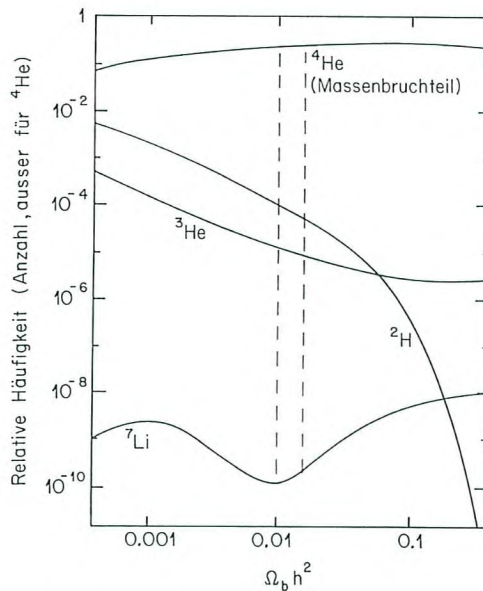


Abb. 2. Die berechnete Häufigkeit der leichten Elemente Helium ( ${}^4\text{He}$ ,  ${}^3\text{He}$ ), Deuterium ( ${}^2\text{H}$ ) und Lithium ( ${}^7\text{Li}$ ) als Funktion des Dichteparameters der baryonischen Materie,  $\Omega_b h^2$ . Die beobachteten Häufigkeiten sind mit einem Dichteparameter im Bereich zwischen den zwei gestrichelten Linien verträglich.

5 Baryonen sind Protonen und Neutronen.

(Planckenergie, ca.  $10^{32}$  K). Spätestens dann wird die dem Urknallmodell zugrunde liegende Theorie, die Einsteinsche Relativitätstheorie, durch eine Quantentheorie der Gravitation abgelöst. Trotz intensiver Forschung und einigen vielversprechenden Ansätzen wurde eine konsistente Quantentheorie, welche nicht nur die anderen Wechselwirkungen (Elektromagnetismus, schwache und starke Wechselwirkung), sondern auch die Gravitation enthält, bis heute nicht gefunden.

Natürlich ist es auch möglich, dass das Urknallmodell schon bei wesentlich tieferen Temperaturen und viel späteren Zeiten zusammenbricht. Unsere Beobachtungen stützen das Modell ja «nur» bis  $T \approx 1\text{MeV}$ , also etwa 22 Grössenordnungen unterhalb der Planckenergie.

Auf der anderen Seite ist es klar, dass das Universum heute auf kleineren Skalen nicht homogen und isotrop, sondern klumpig ist. Hier bedeutet «klein» viel kleiner als die Ausdehnung des «Horizontes», das ist die Distanz, welche ein Photon seit dem Urknall zurückgelegt hat, etwa  $6000\text{Mpc}$  oder  $10^{10}$  Lichtjahre.

Wie kommt diese Klumpigkeit auf kleineren Skalen bis mindestens  $20\text{Mpc}$  zustande? Wir stellen uns vor, wie Newton, dass sie aus kleinen Anfangsfluktuationen durch gravitative Anziehung gewachsen ist. Wie aber wurden die Anfangsfluktuationen verursacht? Es stellt sich nämlich heraus, dass diese viel grösser als etwa statistische Schwankungen sein müssen. Inhomogenitäten in der Materieverteilung sind natürlich grundlegend für die Entstehung aller Galaxien, der Milchstrasse, der Sterne und schliesslich der belebten Erde.

Diesen und ähnlichen Fragen wollen wir uns in den nun folgenden Abschnitten zuwenden.

### 3 INFLATION

Die Dichte des Universums ist heute von der Grössenordnung der kritischen Dichte,  $0,1 \leq \Omega_0 \leq 2$ . Wir können also zurzeit nicht entscheiden, ob das Universum positiv gekrümmt, flach oder negativ gekrümmt ist. Ist  $\Omega \neq 1$ , so ist  $\Omega$  zeitabhängig, jedoch die Beziehung  $\Omega < 1$  oder  $\Omega > 1$  bleibt erhalten. Falls die Energiebedingung [3] erfüllt ist, zeigen die Friedmanngleichungen mit  $\Lambda = 0$ , dass  $\Omega = 1$  ein instabiler Fixpunkt ist. Alle Lösungen sind vorerst sehr nahe bei  $\Omega = 1$ . Falls  $\Omega$  nicht identisch 1 ist, entfernen sie sich mit der Zeit immer deutlicher von diesem Wert (Abb. 3). Um heute einen Dichteparameter im Bereich  $0,1 \leq \Omega_0 \leq 2$  zu erhalten, muss zum Beispiel zur Zeit der Nukleosynthese,  $t_N$ , die Abweichung von 1 äusserst gering gewesen sein:  $|\Omega(t_N) - 1| \leq 10^{-18}$ . Warum war der Dichteparameter dem Wert 1 so nahe, zu einer Zeit  $t_N$ , welche soviel grösser ist (einige Minuten) als die einzige Zeitskala in den Gleichungen, die Planckzeit? Diese Frage wird als Flachheits- oder Altersproblem bezeichnet.

Ein weiteres Problem ist das folgende: Zur Zeit, als die Wasserstoff- und Helium-Ionen mit Elektronen zu neutralem Wasserstoff und Helium kombinierten



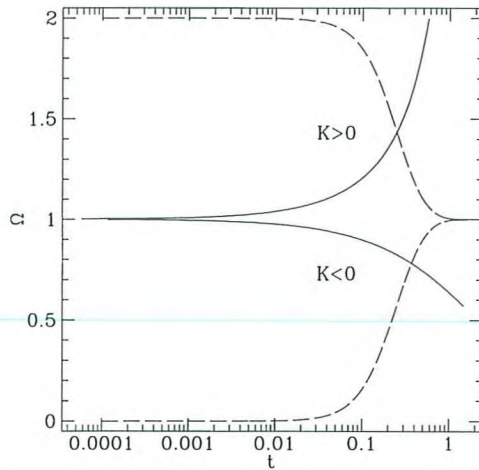


Abb. 3. Der Dichteparameter  $\Omega$  ist als Funktion der Zeit aufgetragen. Falls die Energiebedingung [3] erfüllt ist, entfernt sich  $\Omega$  immer weiter von 1 (ausgezogene Linien). Falls [3] verletzt ist, so wirkt  $\Omega = 1$  als Attraktor (gestrichelte Kurven).

und das Universum somit durchsichtig wurde für die elektromagnetische Hintergrundstrahlung, waren etwa  $10^5$  Jahre seit der Singularität vergangen. Somit ist die Distanz, welche ein Photon in dieser Zeit zurückgelegt hat, die Kausalitätslänge, der Horizont, etwa  $10^5$  Lichtjahre. Photonen, die weiter voneinander entfernt sind, konnten zu dieser Zeit noch keine Information ausgetauscht haben. Diese Skala ist heute zu etwa  $10^8$  Lichtjahren expandiert. Beobachten wir den Mikrowellenhintergrund, so erscheint sie uns unter einem Winkel von ungefähr einem Grad. Wie können Regionen, welche zum Zeitpunkt der letzten Streuung viel weiter als diese Horizontdistanz voneinander entfernt waren, auf vier Stellen nach dem Komma dieselbe Temperatur aufweisen? Man hat nämlich auf Winkelskalen  $\theta \geq 7^\circ$  Anisotropien in der Temperatur der Hintergrundstrahlung vom Betrag  $\Delta T/T \approx 10^{-5}$  gefunden. Dies nennt man das Horizontproblem.

Ein weiteres Rätsel, das Monopolproblem, ergibt sich, wenn man die Teilchenphysik (die Theorie der Elementarteilchen und all ihrer Wechselwirkungen ausser der Gravitation) und das Urknallmodell ernst nimmt bis zu Temperaturen von etwa  $10^{19}$  MeV. Bei solchen Temperaturen sollten sich gemäss den sogenannten «Grand Unified Theories» (GUTs)<sup>6</sup> magnetische Monopole gebildet haben. Ihre Anzahldichte wäre so hoch, dass Monopole nicht nur beobachtbar wären,

6 Extrapoliert man das gegenwärtige Modell der Teilchenphysik (Standardmodell) zu höheren Energien, so findet man, dass bei etwa  $10^{19}$  MeV ein Phasenübergang stattfindet, oberhalb welchem alle Wechselwirkungen (ausser der Gravitation) dieselbe Stärke haben. Man vermutet, dass sie deshalb durch eine vereinheitlichte Theorie (GUT) beschrieben werden können. Das Standardmodell ist allerdings «nur» bis zu Energien von etwa  $10^7$  MeV experimentell getestet. Der noch unbeobachtete Zwischenbereich von etwa 13 Grössenordnungen lässt also noch reichlich Raum für Überraschungen...

sondern sie würden die gesamte Energiedichte des Universums dominieren. Wo sind diese Monopole? Bis heute wurde trotz intensiver Suche noch kein Einziger entdeckt.

Alle drei Probleme können mit der Idee der Inflation, welche ich nun kurz erläutern werde, gelöst werden. Die grundlegende Bemerkung ist die folgende: Wird die Energiebedingung [3] verletzt ( $\rho + 3p < 0$ ), so wandelt sich  $\Omega = 1$  vom instabilen Fixpunkt zum Attraktor. Das heisst, für jede Lösung der Friedmanngleichungen kommt  $\Omega$ , nach genügend langer Zeit, dem Wert 1 beliebig nahe (Abb. 3). Auf diesem Weg kann das Flachheitsproblem gelöst werden. Weiter, falls  $(\rho + 3p) < 0$ , expandiert das Universum so schnell, dass Skalen, welche zu einer Zeit  $t_1$  kleiner als  $ct_1$  sind<sup>7</sup>, zu einem späteren Zeitpunkt,  $t_2$ , viel grösser als  $ct_2$  werden. Somit beschreibt  $ct$  nicht mehr die Kausalitätsdistanz. Ist die Energiebedingung [3] für genügend lange Zeiten verletzt, so waren alle heute beobachtbaren Skalen,  $R \leq ct_0$ , früher in kausalem Kontakt zueinander, womit das Horizontproblem dahin fällt. Weiter verdünnt die extrem schnelle Expansion die Monopole, welche sich vor der Inflation gebildet haben könnten, so stark, dass wir im heute beobachtbaren Universum höchstens einige erwarten dürfen. Damit ist auch das Monopolproblem gelöst.

Welche Formen von Materie verletzen denn eigentlich die Energiebedingung [3]? Üblicherweise sind ja sowohl die Energiedichte  $\rho$  als auch der Druck  $p$  positiv. Das wohl bekannteste Beispiel, bei welchem [3] verletzt wird, ist eine dominante kosmologische Konstante  $\Lambda$ , welche immer auch als Vakuum-Energiedichte  $\rho_V = \Lambda/8\pi G$  mit  $p_V = -\rho_V$  aufgefasst werden kann. In diesem Fall ist

$$\rho_V + 3p_V = -2\rho_V < 0 \quad (\text{für } \rho_V > 0).$$

Ein Universum, in welchem die Vakuum-Energiedichte oder (was auf dasselbe herauskommt) die kosmologische Konstante dominiert, expandiert exponentiell schnell. Quantenfluktuationen, welche immer existieren, werden dabei auf makroskopische Skalen aufgeblasen und führen zu klassischen Fluktuationen in der Energiedichte.

Berechnungen anhand detaillierter Modelle haben gezeigt, dass diese Quantenfluktuationen zu Anisotropien im kosmischen Mikrowellenhintergrund führen, welche auf grossen Winkelskalen,  $\theta \geq 2^\circ$ , konstant sind.<sup>8</sup> Genau solche Anisotropien mit  $(\Delta T/T)(\theta) \cong 10^{-5}$  für alle Winkelskalen  $\theta \geq 7^\circ$  wurden im Frühjahr 1992 mit dem DMR-Instrument (Differential Microwave Radiometer) auf dem NASA-Satellit COBE (Cosmic Background Explorer) gefunden. Diese Entdeckung

7 Die Lichtgeschwindigkeit  $c$  beträgt etwa  $3 \cdot 10^5$  km/s.

8 Aus dieser Eigenschaft kann man folgern, dass die Massenfluktuationen mit Horizont-Ausdehnung konstant, zeitunabhängig sind;  $(\Delta M/M)_{(r,=ct)} = \text{konstant}$ . Ein solches skaleninvariantes Spektrum von Fluktuationen wurde schon in den 70er Jahren unabhängig von Harrison und Zel'dovich diskutiert; es wird deshalb Harrison-Zel'dovich-Spektrum genannt.

stützt die inflationäre Idee sicher beträchtlich. Sie liefert aber keineswegs einen «Beweis».

Es gibt auch noch andere interessante Möglichkeiten, ein skaleninvariantes oder Harrison-Zel'dovich-Spektrum von Fluktuationen zu erzeugen. Zum Beispiel können sogenannte topologische Defekte, wie sie bei Phasenübergängen im frühen Universum entstehen, Kondensationskeime für Inhomogenitäten in der Energiedichte bilden. Auch in diesem Fall erwarten wir ein skaleninvariantes Spektrum. Die Amplitude der Fluktuationen ist durch die Temperatur des Phasenüberganges bestimmt. Für den GUT-Phasenübergang erhält man gerade etwa die beobachtete Amplitude. Generische inflationäre Modelle liefern hingegen Fluktuationen mit Amplitude  $\approx 1$ , und erst durch eine Feinabstimmung der Modellparameter (fine tuning) kann der beobachtete Wert  $10^{-5}$  erreicht werden.

Inflationäre Modelle weisen oft keine Singularität auf. Durch Verletzung der Energiebedingung [3] kann nämlich das Singularitätstheorem von Hawking und Penrose umgangen werden. Somit wird es möglich, die unbekannte Quantengravitationsära in der Kosmologie zu umschiffen.

Obwohl bis heute kein überzeugendes detailliertes Modell gefunden wurde, ist die Inflation sicher eine bestechende Idee, und es ist nicht verwunderlich, dass in den letzten 15 Jahren eine Flut von Publikationen zu diesem Thema entstanden sind. Ich möchte mir trotzdem noch zwei etwas kritische Fragen erlauben:

- Die Probleme, welche die Inflation löst, betreffen alle die Anfangsbedingungen. Nun wird aber der «Anfang» vermutlich durch eine Quantentheorie der Gravitation beschrieben. Macht es dann Sinn in einem völlig klassischen Rahmen, wie ihn die Inflation darstellt, nach einer Begründung für die spezielle Wahl der Anfangsbedingungen zu suchen?
- Wir wissen, dass heute die Vakuum-Energiedichte,  $\rho_V = \Lambda/8\pi G$ , sehr klein ist. Diese Grösse wurde aber im frühen Universum mehrere Male sehr wesentlich geändert – um Beträge, welche einen heute zulässigen Wert um mehr als 60 Größenordnungen übertreffen. Wie ist es möglich, dass sich all diese Änderungen so genau (auf 60 Stellen nach dem Komma!) kompensieren? Es scheint mir klar, dass wir hier etwas gründlich missverstehen. Ist es in diesem Fall sinnvoll, einer Idee, die auf einer so unverstandenen Grösse wie  $\rho_V$  aufbaut, zu vertrauen?

Ich glaube nicht, dass wir heute in der Lage sind, die Frage der Inflation mit ja oder nein zu beantworten. Ich bin jedoch der Meinung, dass es uns gelingen wird, diese Antwort in absehbarer Zukunft aufzuspüren. Dazu werden Anstrengungen von der Beobachterseite (z. B. Anisotropien im Mikrowellenhintergrund auf kleineren Winkelskalen) und von der Theorie (z. B. Berechnung detaillierter Modelle, Fortschritte in der Theorie der Quantengravitation) nötig sein.

## 4 DUNKLE MATERIE

Wie bereits erwähnt wurde, lassen astronomische Beobachtungen einen Dichteparameter von  $0,1 \leq \Omega_0 \leq 2$  zu. Die untere Grenze wird aus dynamischen Messungen gewonnen, welche die Dichte der geklumpten Materie aus ihrer gravitativen Wirkung bestimmen. Für die obere Schranke wird der Bremsparameter gemessen. Die gesamte Materie (auch ein homogen verteilter Beitrag) bewirkt nämlich ein Abbremsen der Expansionsgeschwindigkeit, welche vermutlich früher grösser war als heute.

Inflationäre Modelle sagen generisch eine Materiedichte sehr nahe bei der kritischen Dichte voraus,  $|\Omega_0 - 1| \ll 1$ .

Vergleicht man die berechnete Häufigkeit der leichten Elemente (Deuterium, Helium-3, Helium-4 und Lithium) mit den Beobachtungen, so ergibt sich ein baryonischer Dichteparameter im Bereich  $0,01 \leq \Omega_B \leq 0,1$  (s. Abb. 2).

Der Beitrag der leuchtenden Materie (Sterne und leuchtendes Gas) ist vergleichsweise einfach zu bestimmen. Man findet  $\Omega_{lum} \approx 0,003$ .

Ein Vergleich von  $\Omega_{lum}$  und  $\Omega_0$  zeigt, dass mehr als 90% der Materie im Universum dunkel ist. Woraus besteht diese dunkle Materie? Gemäss der oberen Grenze für  $\Omega_B$  und der unteren Schranke für  $\Omega_0$  wäre es gerade noch verträglich, dass die dunkle Materie aus Baryonen, also Protonen und Neutronen besteht, wie Sie und ich. Eine Möglichkeit wären etwa leichte – dem Jupiter ähnliche – Sterne, sogenannte braune Zwerge. Die Eigengravitation von Objekten dieser Masse ist zu schwach, um den zum Wasserstoffbrennen nötigen Druck zu erzeugen. Deshalb sind braune Zwerge praktisch unsichtbar. Eine andere Möglichkeit ist kalter Wasserstoff.

Mir erscheinen diese Lösungen jedoch eher unwahrscheinlich, da die angegebenen Schranken ziemlich grosszügig gesetzt sind (auf Grund der zum Teil noch widersprüchlichen Beobachtungen). Falls Inflation stattgefunden hat und  $\Omega_0 = 1$  ist, müssen mindestens 90% der Materie des Universums nichtbaryonisch sein.

Experimentell wurde die Existenz der dunklen Materie erstmals in den 70er Jahren von der amerikanischen Astronomin Vera Rubin nachgewiesen. Sie hat die Rotationsgeschwindigkeit von Objekten, welche eine Galaxie umkreisen, ausgemessen. Da die Geschwindigkeiten unabhängig sind vom Abstand zum Zentrum (flat rotation curves), konnte sie schliessen, dass die Galaxien von einem massiven dunklen Halo umgeben sind, dessen Masse mindestens das 10fache der leuchtenden Masse beträgt. In den letzten Jahren wurde die Frage untersucht, ob dieser Halo aus braunen Zwergen bestehen könnte. Dabei wird der Umstand ausgenützt, dass solche Objekte als Gravitationslinsen das Licht von Hintergrundsternen beim Durchgang durch die Sichtlinie verstärken. Obwohl einzelne solcher Mikrolinsenereignisse gefunden wurden, zeigt eine statistische Analyse, dass braune Zwerge kaum mehr als 10–20% der Halomasse ausmachen können.

Die Frage, woraus der Hauptbeitrag zur Masse der Galaxien besteht, bleibt weiterhin ungeklärt.

Besteht das Universum vielleicht zum grössten Teil aus nicht baryonischer Materie? Kandidaten hierfür werden von der Teilchenphysik zur Genüge geliefert. Falls z. B. das Neutrino, welches im Universum vermutlich etwa ebenso häufig ist wie das Photon, eine kleine Masse,  $m_\nu c^2 \approx 30\text{eV}$  hätte, so würde dies ausreichen, um  $\Omega \approx 1$  zu erreichen. Diese Idee hat allerdings den Nachteil, dass es sehr schwierig ist mit so leichten Teilchen die beobachtete klumpige Verteilung der Materie auf kleinen Skalen zu verstehen. Die nachgewiesenen Halos der Zwerggalaxien, zum Beispiel, können nicht aus leichten Neutrinos bestehen.<sup>9</sup> Zwerggalaxien sind nicht massiv genug, um die schnellen, leichten Neutrinos in ihrem Gravitationsfeld zu halten.

Dunkle Materie könnte allerdings auch aus uns noch völlig unbekanntem, schwach wechselwirkenden Teilchen bestehen. Ein solches Teilchen wird zum Beispiel von der Supersymmetrie vorausgesagt. Diese theoretisch mögliche Symmetrie zwischen Teilchen mit ganzzahligem und halbzahligem Spin<sup>10</sup> ist bei tiefen Energien nicht realisiert. Beim hochenergetischen geplanten Beschleuniger LHC (Large Hadron Collider) am CERN wird man intensiv danach suchen.

Die Reihe der Kandidaten für nicht baryonische dunkle Materie könnte fast beliebig fortgesetzt werden. Wir wollen uns jedoch hiermit begnügen und zur Kenntnis nehmen, dass der grösste Teil der Materie im Universum dunkel ist und eventuell aus einer uns noch unbekanntem Sorte von Teilchen besteht. Dieses Problem beschäftigt die Kosmologen, seit es das erste Mal von Rubin formuliert wurde. Eine Lösung, die uns sicher viel weiterhelfen würde, ist noch immer nicht in Sicht.

## 5 SCHLUSSWORT

Mit diesem kurzen, keineswegs enzyklopädischen Abriss über die Kosmologie wollte ich Ihnen, liebe Leserin, lieber Leser, zeigen, dass die Kosmologie heute eine quantitative Naturwissenschaft ist. Aus den zwei Problemkreisen – Inflation und dunkle Materie – wird ersichtlich, wie Kosmologie und Teilchenphysik ineinander verflochten sind, wie die Erkenntnisse in der einen Disziplin Aufschluss über die jeweils andere geben. Insbesondere stellt das frühe Universum ein Hochenergie-Laboratorium dar, wie wir es auf der Erde nie nachvollziehen können. Unsere Vermutung ist aber, dass wir aus Beobachtungen der grossskaligen Materieverteilung und der Bestimmung der Mikrowellenanisotropien etwas

9 Aufschluss über die Massen der Neutrinos erhoffen wir hauptsächlich von sogenannten Neutrinoszillationsexperimenten, wie sie zurzeit am CERN (Centre Européen de la Recherche Nucléaire) in Genf und an anderen Laboratorien durchgeführt werden.

10 Der Spin ist eine Eigenschaft der Elementarteilchen, welche ihr Verhalten unter Drehungen charakterisiert. Er wird oft anschaulich als Eigendrehimpuls interpretiert.

über die Physik bei extrem hohen Energien und extrem kleinen Skalen lernen können.

Zum Weiterlesen empfehle ich den Interessierten die Aufsatz-Sammlung (1) sowie die populären Darstellungen (2) und (3). Auch das inzwischen etwas veraltete Buch von WEINBERG (4) ist äusserst lesenswert. Besonders die Nukleosynthese wird dort detailliert aber allgemein verständlich abgehandelt.

Ich danke meiner Schwester, Margrit Durrer, für das sorgfältige Durchlesen des Manuskriptes und für hilfreiche Verbesserungsvorschläge.

### **Literatur**

- (1) BOERNER, G., EHLERS, J. & MEIER, H. (Hrsg.) 1993. Vom Urknall zum komplexen Universum. – Serie Piper, Nr. 1850, 222 Seiten.
- (2) ROWAN-ROBINSON, M. 1994. Das Flüstern des Urknalls. – Spektrum Akademischer Verlag, 288 Seiten.
- (3) SILK, J. 1980/89. The Big Bang. – W.H. Freeman & Company, 485 Seiten.
- (4) WEINBERG, S. 1977. Die ersten drei Minuten. – Piper Verlag, 268 Seiten.
- (5) DURRER, R. 1994. Urknallkosmologie: Antworten und Fragen. – Vierteljahrsschr. Naturforsch. Ges. Zürich 139, 51–59.