Kosmologie II: Urknallphase

Vom Schwarzen Loch bis zum Urknall: Einsteins Astrophysik für Nicht-Physiker

Markus Pössel & Björn Malte Schäfer

Haus der Astronomie/Institut für Theoretische Astrophysik

21.1.2016

Inhalt

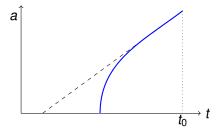
- 1 Prolog: Das Universum zurückverfolgen
- Kosmische Hintergrundstrahlung
- 3 Konsequenzen für das frühe Universum
- 4 Kosmische Geschichte

Zurückverfolgen

Kosmische Expansion zurückverfolgen:

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3\rho/c^2)$$

heißt auch: Wenn frühe Phase des Kosmos, in der die Dunkle Energie nicht dominiert, dann singulärer Anfang, a(t) = 0:



Zur Singularität später, hier wichtig: Wenn wir weit genug zurückgehen, war das Universum beliebig dicht.

Kosmische Kompression

Allgemein für Kompression und zunehmende Dichte: Erster Hauptsatz der Thermodynamik sagt

$$dU = \delta Q - pdV$$

für *U* innere Energie des Systems, δQ die zugeführte Wärmemenge, p Druck und V Volumen. Für das ideale Gas aus N Teilchen:

$$U=\frac{3}{2}Nk_BT$$

mit T (absoluter) Temperatur, k_B Boltzmannkonstante.

Thermisches Gleichgewicht und Strahlung

Kosmische Hintergrundstrahlung

$$U = \frac{3}{2}Nk_BT$$

zeigt bereits an: Jeder Freiheitsgrad mit $\sim kT$ angeregt.

Aber: Auch das elektromagnetische Feld hat Freiheitsgrade, die angeregt werden können, Ergebnis: Wärmestrahlung!

Wo ist die Wärmestrahlung aus dem frühen Universum?

Kosmische Hintergrundstrahlung

Wir hatten bei unserer kosmischen Bestandsaufnahme gesehen: Sterne, Galaxien etc. sind hinreichend entfernt voneinander, dass wir vergleichsweise ungestört weit in die Ferne (d.h. in die Vergangenheit) sehen können.

Legt nahe: Können wir die Wärmestrahlung aus der frühen heißen Phase heute noch sehen?

Diese Strahlung heißt **kosmische Hintergrundstrahlung** (nicht zu verwechseln mit "kosmische Strahlung"– letzteres ist die Teilchenstrahlung aus den Tiefen des Weltalls)

Planck-Strahlung und Skalenfaktor-Expansion

Einfaches Argument: Energiedichte von Strahlung geht wie

$$e \propto \frac{1}{a(t)^4}$$

Frühes Universum

 Begründung: für jedes einzelne Photon Rotverschiebung $E = h\nu = hc/\lambda \propto 1/a(t)$, und Photonendichte geht wie $1/a(t)^3$ (wie alle Teilchendichten).

Aber bei Planck-Strahlung: Energiedichte ist

$$e = \frac{4\sigma}{c}T^4$$

(Stefan-Boltzmann-Gesetz). Dementsprechend geht die Temperatur der Wärmestrahlung wie

$$T\sim \frac{1}{a(t)}$$
.

Frühes Universum

Planck-Strahlung und Skalenfaktor-Expansion

Genauere Betrachtung der Energiedichte im Wellenlängenbereich λ und $\lambda + d\lambda$ bei Temperatur T,

$$B(\lambda, T) = 8\pi hc \frac{\lambda^{-5}}{\exp(hc/\lambda kT) - 1}.$$

zeigt, dass das Planck-Spektrum in der Tat seine Form beibehält, mit

$$T\sim \frac{1}{a(t)}$$
.

Hintergrundstrahlung: Wonach suchen?

Thermische Strahlung, während kosmischer Expansion mit $T \sim 1/a$ abgekühlt.

Überlegungen zur Nukleosynthese (kommt bei uns erst später!) legten nahe: Heutzutage sollte $T\sim 1-15~K$ sein. Maximum liegt dann bei

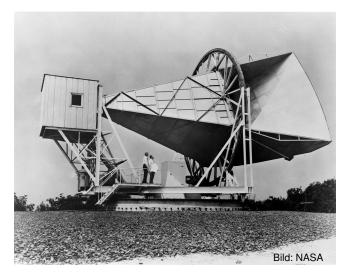
$$200 - 3000 \, \mu m$$

im Mikrowellenbereich – daher auch *kosmischer Mikrowellen-Hintergrund*, englisch *cosmic microwave background (radiation)* (CMB).

Sollte uns, so denn das Universum homogen/isotrop ist, aus allen Richtungen gleichermaßen erreichen. (Einzige Verzerrung: Vordergrundquellen wie Milchstraße, andere Galaxien etc.)

Frühes Universum

Entdeckung Hintergrundstrahlung: Penzias & Wilson



1940er erste Vorhersagen: George Gamow, Ralph Alpher, Robert Herman

1964 neue Vorhersage: Robert H. Dicke, James Peebles

1965 Zufallsentdeckung durch Arno Penzias und Robert W. Wilson

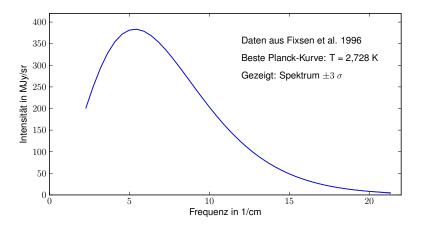
1989-93 COBE (Cosmic Background Explorer, NASA): John Mather, George Smoot. Erstes genaues Spektrum, erste Hinweise auf winzige (10⁻⁵) Inhomogenitäten

≥ späte 1980er: mehr als 50 Ballon- und bodengebundene Experimente

2001-2012 WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe, NASA): Spektrum der Inhomogenitäten

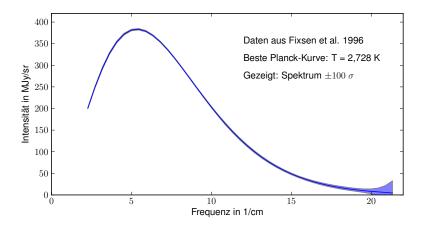
2009-heute Planck (ESA): Spektrum der Inhomogenitäten inklusive Polarisationsmessungen

Planck-Kurve: COBE-FIRAS (Mather et al.)



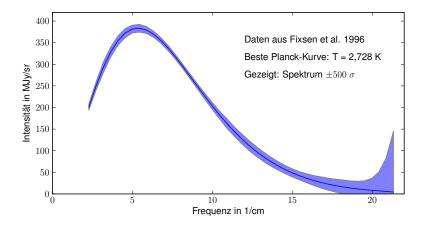
Daten aus Fixsen et al. 1996 via http://lambda.gsfc.nasa.gov

Planck-Kurve: COBE-FIRAS (Mather et al.)



Daten aus Fixsen et al. 1996 via http://lambda.gsfc.nasa.gov

Planck-Kurve: COBE-FIRAS (Mather et al.)



Daten aus Fixsen et al. 1996 via http://lambda.gsfc.nasa.gov

Inhomogenitäten/Anisotropien

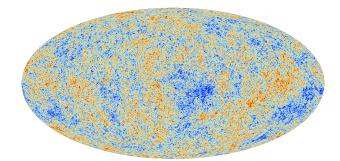


Bild: ESA/Planck Collaboration

Inhomogenitäten/Anisotropien: Temperatur der Wärmestrahlung fluktuiert um $\sim 10^{-5} K$.

⇒ Grundlage der Strukturbildung (auf die ich hier nicht näher eingehe)

Verhältnis Materieteilchenzahl vs. Lichtteilchenzahl?

Aus der Thermodynamik hochrelativistischer Teilchen: Teilchenzahldichte für Photonen (g=2) ist

$$n_{\gamma} = \frac{8\pi}{(ch)^3} \zeta(3) \, 2(kT)^3 = 2 \cdot 10^7 \left(\frac{T}{1 \, K}\right)^3 \, \frac{1}{m^3}$$

also für T = 3 K:

$$n_{\gamma} = 5 \cdot 10^8 \ m^{-3} = 500 \ cm^{-3}$$

Massendichte (normal und dunkel) im Universum: $3 \cdot 10^{-27} \ kg \ m^{-3}$, das meiste davon Dunkle Materie. Annahme, 15% - 100% davon läge in Form von Protonen (Wasserstoffkernen) vor $(m_p = 1,7 \cdot 10^{-27} \ kg)$: Baryonen-Zahldichte

$$n_b = (0,3...1,8) m^{-3}$$
.

Verhältnis Materieteilchenzahl vs. Lichtteilchenzahl?

Aus diesen Werten:

$$\eta \equiv \frac{n_b}{n_\gamma} = (0.6 \dots 3.6) \cdot 10^{-9}$$

Photonenzahl ≫ Barvonenzahl!

- n_{γ} und n_{b} skalieren in gleicher Weise mit a(t); ihr Verhältnis η bleibt konstant
- winziger η -Wert zeigt: alles findet in einem Photonen-Bad statt, das durch Reaktionen mit den Baryonen kaum beeinflusst wird

Wieviele Reaktionen pro Sekunde pro Atom?

Durchschnittliche Zahl Photonenzusammenstöße pro Atom pro Sekunde für unterschiedliche Teilchensorten:

Atome: Radius $r \sim 10^{-10} \ m$, Querschnittsfläche $\sigma_{atom} \sim 3 \cdot 10^{-20} \ m^2 \Rightarrow$ Reaktionsrate ist

$$\Gamma_{atom}(t) = n_{\gamma}(t) \cdot c \cdot \sigma_{atom} = 0.004 \cdot \left(\frac{a(t_0)}{a(t)}\right)^3 s^{-1} = 0.004 \cdot (1+z)^3 s^{-1}$$

bzw. durchschnittliche Zeit zwischen Stößen

$$au_{atom}(t) = \frac{1}{\Gamma_{atom}(t)} = 222 \cdot \left(\frac{a(t)}{a(t_0)}\right)^3 \ s = 222 \cdot (1+z)^{-3} \ s$$

⇒ immer genügend Stöße; entscheidend ist die Energie (z.B.: ausreichend, um Atome zu ionisieren?)

Wieviele Reaktionen pro Sekunde pro Atomkern?

Durchschnittliche Zahl Photonenzusammenstöße pro Kern pro Sekunde für unterschiedliche Teilchensorten:

Atome: Radius $r \sim 10^{-15} m$, Querschnittsfläche $\sigma_{Kern} \sim 3 \cdot 10^{-30} m^2 \Rightarrow$ Reaktionsrate ist

$$\Gamma_{Kern}(t) = n_{\gamma}(t) \cdot c \cdot \sigma_{Kern} = 4 \cdot 10^{-13} \cdot \left(\frac{a(t_0)}{a(t)}\right)^3 \ s^{-1} = 4 \cdot 10^{-13} \cdot (1+z)^3 \ s^{-1}$$

bzw. durchschnittliche Zeit zwischen Stößen

$$au_{Kern}(t) = rac{1}{\Gamma_{Kern}(t)} = 80.000 \cdot \left(rac{a(t)}{a(t_0)}
ight)^3 \ a = 80.000 \cdot (1+z)^{-3} \ a$$

⇒ auf astronomischen Zeitskalen genügend Stöße

Ab welcher Energie gibt es interessante Reaktionen?

Ionisierung von Atomen: 13,6 eV Wasserstoff bis 120 keV Plutonium (Ordnungszahl 94).

Kerne spalten durch Photonen (Photodissoziation): Stabilster Kern ⁵6Ni hat Bindungsenergie von 8,8 *MeV* pro Nukleon

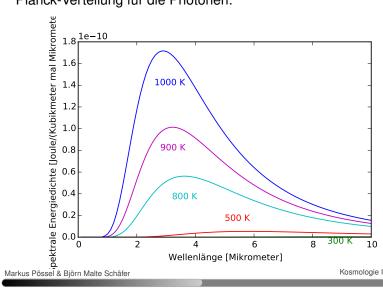
[Einheit
$$eV =$$
 Elektronenvolt, 1 $eV = 1.6 \cdot 10^{-19} J$]

Kosmische Hintergrundstrahlung

Sobald es genügend Photonen mit hinreichend hoher Energie gibt \Rightarrow keine Atome bzw. Kerne $\neq H$ mehr wg. Hintergrundstrahlung!

Welche Energien stehen zur Verfügung?

Planck-Verteilung für die Photonen:



Kosmologie II: Urknallphase

Planck-Kurve: alternative Schreibweise

Planck-Kurve ausgedrückt in dimensionsloser Photonenenergie ξ , mit $E = \xi kT = h\nu$: Energiedichte

$$e(T) = \frac{8\pi}{(hc)^3} (kT)^3 \int_0^\infty (\xi kT) \frac{\xi^2}{\exp(\xi) - 1} d\xi$$

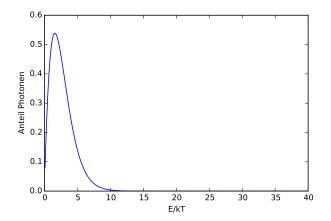
entspricht Teilchenzahldichte

$$n(T) = \frac{8\pi}{(hc)^3} (kT)^3 \int_0^\infty \frac{\xi^2}{\exp(\xi) - 1} d\xi$$

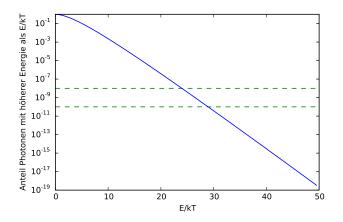
also

$$\frac{n(\xi,T)}{n(T)} = \frac{1}{2\zeta(3)} \frac{\xi^2}{\exp(\xi) - 1}.$$

Photonen mit Energien kT, $2k\overline{T}$, $3k\overline{T}$ etc.



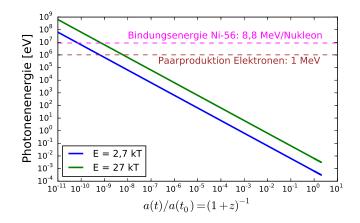
Frühes Universum



Ein $\eta = 6 \cdot 10^{-10}$ -tel der Photonen hat Energie $\geq 27kT \sim 10 \langle E_{\gamma} \rangle$

Entwicklung Photonenenergie mit Skalenfaktor

Frühes Universum

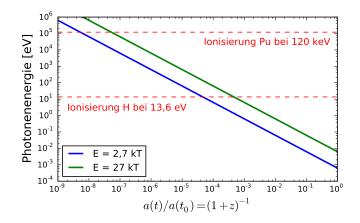


2,7 kT ist durchschnittliche Photonenenergie, 27 kT die Mindestenergie des hochenergetischsten Bruchteils η – Ausgangspunkt heutiger Wert: kT = 0.2 meV

Prolog: Zurückverfolgen

Frühes Universum

Entwicklung Photonenenergie mit Skalenfaktor



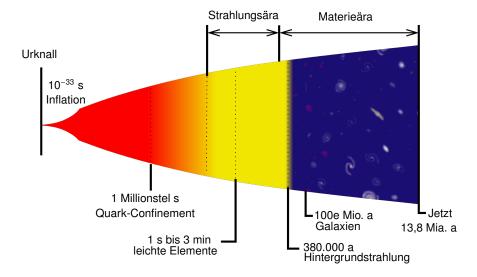
2,7 kT ist durchschnittliche Photonenenergie, 27 kT die Mindestenergie des hochenergetischsten Bruchteils η – Ausgangspunkt heutiger Wert: kT = 0.2 meV

Prolog: Zurückverfolgen

Grundlage Beschreibung frühes Universum:

- 1 Zurückverfolgen bis zu z.B. $1 + z = 10^{11}$
- 2 Bei solchem Skalenfaktorwert *muss* das Universum einfach gewesen sein (komplexere Gebilde: aufgebrochen!)
- Teilchengehalt, Wechselwirkungen durch thermodynamische Überlegungen gegeben (Gleichgewicht)
- 4 Entwicklung vorwärts in der Zeit verfolgen: Wie ändert sich die Situation bei Abkühlung? Wann können welche gebundene Gebilde entstehen?

Die kosmische Geschichte



Urknall und Inflation

 Singulärer Anfang ("alles an einem Punkt"): siehe nächste Vorlesung

- Inflation: Exponentielle Expansion
- Vielfalt von Inflationsmodellen
- Inflation erklärt, warum der Raum flach ist
- Inflation erklärt beobachtete Homogenität
- Inflation erklärt die winzigen Dichtefluktuationen am Anfang



Bild: Friedrich Böhringer

- Materie vs. Antimaterie
- Versuche mit Ionenkollisionen
- u.a. ALICE-Experiment am LHC



Bild: Arpad Horvath

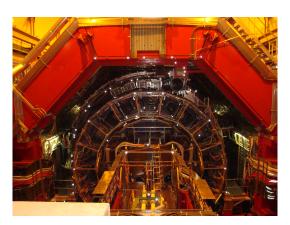
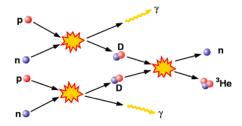


Bild: ALICE Collaboration/CERN

Primordiale Nukleosynthese

Zwei-Teilchenreaktionen, in denen die ersten zusammengesetzten Kerne entstehen:

Kosmische Hintergrundstrahlung



... aber ab welcher Temperatur ist das möglich?

Nukleosynthese

Prolog: Zurückverfolgen

Nukleosynthese kann erst anfangen, wenn

27
$$kT = 2.2 MeV =$$
 Bindungsenergie Deuterium

 \Rightarrow entspricht im Vergleich zum heutigen kT = 0.2 meV der Skalierung

$$1 + z = \frac{a(t_0)}{a(t)} \sim 4 \cdot 10^9$$

In realistischen Modellen entspricht das t = 290 s.

Grundzüge Nukleosynthese-Rechnung

Kosmische Hintergrundstrahlung

 Bis wann Reaktionsgleichgewicht über schwache WW, $n + \nu_{\bullet} \leftrightarrow p + e^{-}$. mit

$$\sigma_{\rm w}=10^{-47}~m^2~\left(\frac{kT}{1~{\rm MeV}}\right)^2?$$
 $\Rightarrow~t\approx1s,~kT\approx0.8~{\rm MeV}$

Boltzmannformel für Gleichgewicht sagt

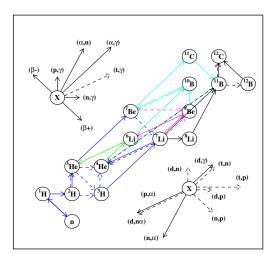
$$\frac{n_n}{n_p} = \left(\frac{m_n}{m_p}\right)^{3/2} \exp\left(-\frac{(m_n - m_p)c^2}{kT}\right) \approx \frac{1}{5}.$$

- 3 Ab t = 290s (Deuterium bleibt erhalten, s.o.) schnelle Kernreaktionen, bei denen alle Neutronen in ⁴He umgesetzt werden
- 4 Bis dahin Zerfall $n \to p + e^- + \bar{\nu}_e$ mit Halbwertzeit 611 s:

$$(1/2)^{290 \text{ s/611 s}} \approx 0.72 \text{ neutrons per proton } \approx \frac{1}{7}.$$

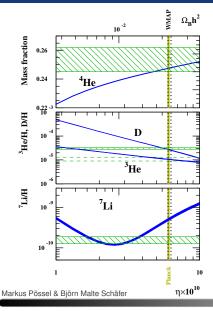
5 Damit 2 $n + 14 p = {}^{4}\text{He} + 12p$, mass ratio Y = 25%

Reaktionsnetzwerk



Schlüsselumstand: kein stabiler Kern bei A = 5! (Fig. from Coc 2012)

Nukleosynthese: Vergleich mit Beobachtungen



Prolog: Zurückverfolgen

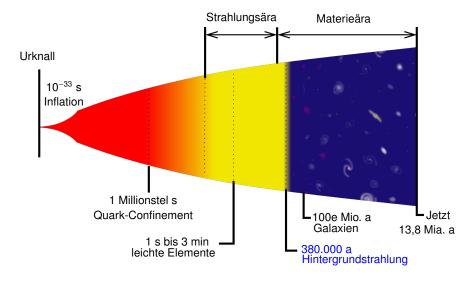
Abbildung links aus Coc 2016

Alles gut bis auf Lithium-7 niemand weiß derzeit, warum

Lösung Lithium-6-Problem: Lind et al. 2013

Frühes Universum

Kosmische Hintergrundstrahlung



Prolog: Zurückverfolgen

Ab welchem z kosmische Hintergrundstrahlung?

Ionisierungsreaktion:

Prolog: Zurückverfolgen

$$H + \gamma \leftrightarrow = p + e^-$$

Frühes Universum

Grobe Abschätzung: Bei welchem 1 + z ist 27 kT = 13.6 eV? Antwort:

$$1+z_{rec}=\frac{a(t_0)}{a(t_{rec})}\sim 2000$$

Näherungsrechnung mit Boltzmann-Exponentialgleichung unter Benutzung von $\mu_H + \mu_{\nu} = \mu_{p} + \mu_{e^{-}}$ und $\mu_{\nu} = 0$ gibt $z \sim 1280$.

Genaueste derzeitige Rechnungen mit Teilchenreaktionsraten aus Wirkungsquerschnitten ergibt $z \sim 1100$.

Freisetzung kosmische Hintergrundstrahlung

Kosmische Hintergrundstrahlung

Gedankenexperiment: Im Raum verteilte Lampen; instantaner "Lichtblitz"

⇒ wir empfangen jetzt, in diesem Moment die Hintergrundstrahlung von einer Kugel geeigneter Größe um uns herum!

Bislang Rekombination nur durch z_{rec} ausgedrückt – umrechnen in Zeit ergibt ca. t = 400~000 Jahre.

Stern- und Galaxienentwicklung

Kosmische Hintergrundstrahlung



An dieser Stelle gezeigt: Film Illustris Collaboration, http://www.illustris-project.org

Homogene Modelle

Allg. Relativität FLRW-Raumzeiten H_0 Kinematik $\Omega_m, \Omega_\Lambda, \Omega_b, \Omega_r$ Dynamik

Früher, heißer Kosmos

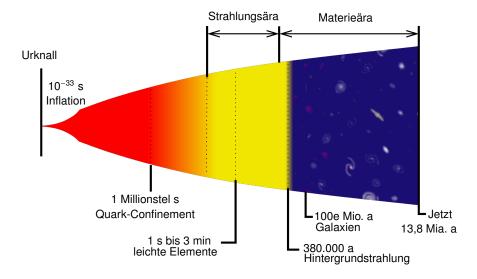
Thermodynamik/Statistik Teilchen-, Kern-, Atomph. η Baryon-Photon ratio Inflaton-Eigenschaften

Inhomogenitäten

Newton'sche Störungen Newton'sche Simulationen Raytracing Powerspektrum Skalar vs. Tensor Reionisationszeit

Die kosmische Geschichte

Prolog: Zurückverfolgen



Frühes Universum

Grenzen unseres Wissens

Was ist Dunkle Materie?

Was ist Dunkle Energie?

Was geschah in den frühesten Momenten der Urknallphase?

Erwartbare Grenzverschiebungen

- Immer genauere Durchmusterungen (=Bestandsaufnahmen) des Universums (2020+)
- Neuartige Messungen durch n\u00e4chste Generation von Teleskopen (2020+)
- Genauere Abstandsmessungen verringern die Messunsicherheiten (2019+)
- Immer genauere Messungen der kosmischen Hintergrundstrahlung (2014+)
- Fortschritte in der Teilchenphysik: Schwerionenbeschleuniger, Large Hadron Collider... (2015+)
- Fortschritte bei den physikalischen Theorien (?)