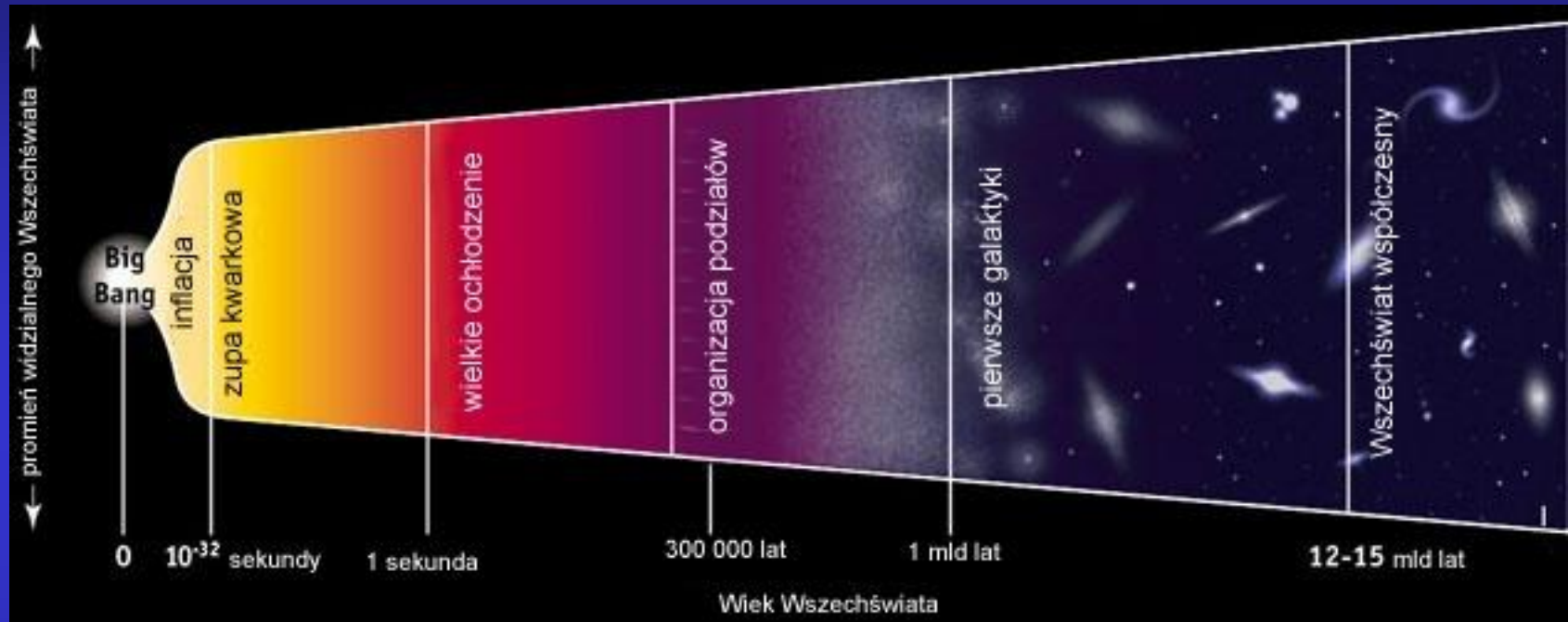


Ewolucja Wszechświata

Wykład 5

Pierwsze trzy minuty

Historia Wszechświata



Pod koniec fazy inflacji, około 10^{-34} s od Wielkiego Wybuchu, dochodzi do przejścia fazowego, które tworzy prawdziwą próżnię i ogromną liczbę cząstek oraz bardzo silnie ogrzewa Wszechświat.

Historia Wszechświata

10^{-34} s

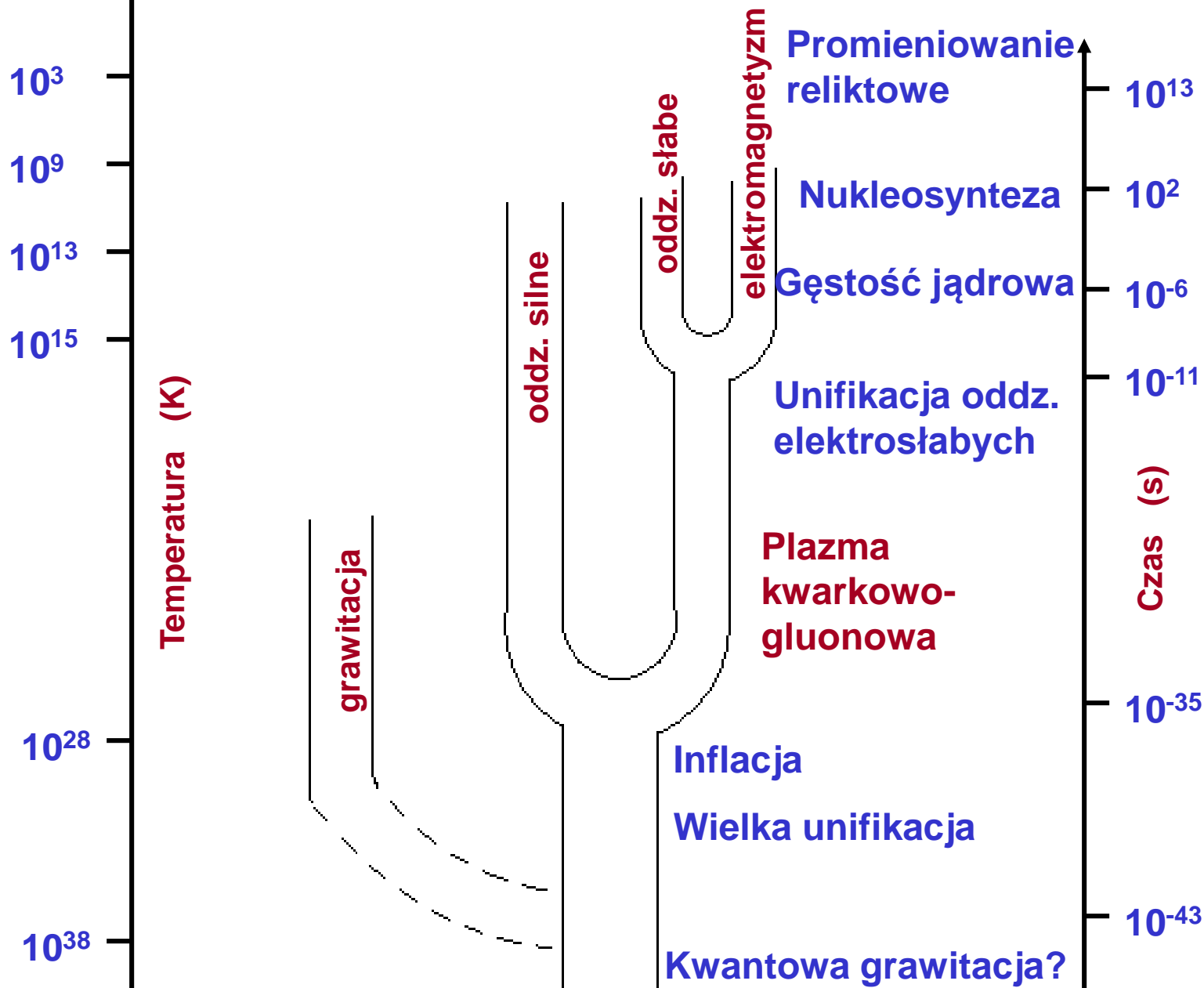
Temperatura 10^{27} K

Materia w postaci plazmy kwarkowo-gluonowej.

Wszechświat wypełniają swobodne *kwarki, gluony, leptony, bozony W i Z, fotony*, które oddziałują ze sobą.

Oddziaływanie silne oddzielone od oddziaływania elektroslabego.

Od tej chwili oddziaływania te znacznie różnią się wielkością.



Era hadronowa

10^{-9} s

Temperatura 10^{15} K (250 GeV)

Kwarki łączą w hadrony, które są cząstkami relatywistycznymi.

Kreacja i anihilacja par
hadronów jest w równowadze.



Pierwsze zarejestrowane zderzenie proton-proton o energii 7 TeV w eksperymencie CMS na zderzaczu LHC, 10.03.2010.

Hadrony, leptony i nośniki oddziaływań (fotony, bozony W i Z) są w równowadze termodynamicznej.

Oddziaływanie słabe oddziela się od elektromagnetycznego.

Era hadronowa

W miarę ekspansji i stygnięcia
Wszechświata przestają być
produkowane najcięższe i
nietrwałe hadrony.

Przy 80 GeV przestają być też
produkowane bozony W i Z

Przy $T < 10^{12}$ K (ok. 100 MeV)
także protony i neutrony
przestają być cząstkami
relatywistycznymi.

Jednocześnie zaczyna się
przewaga procesów
anihilacji tych cząstek nad
kreacją par.

Era hadronowa

Era hadronowa zbliża się do końca po ok. 10^{-4} s, przechodząc w **erę leptonową**.

Prawie wszystkie protony i neutrony anihilują (dodając fotony do tła promieniowania).

Pozostaje nadwyżka materii nad antymaterią.

Czas trwania ery hadronowej (10^{-4} s) wydaje się być znikomo krótki. Jednak czas życia większości hadronów i skala czasowa oddziaływań silnych to ok. 10^{-24} s, a więc 20 rzędów wielkości mniej.

Dla nich era ta trwa bardzo długo.

Era leptonowa

10^{-4} s

Temperatura 10^{11} K (10 MeV)

Leptony (także neutrina) są w równowadze termodynamicznej z promieniowaniem.

W epoce leptonowej, jedynymi relatywistycznymi bozonami są fotony zaś relatywistycznymi fermionami trzy generacje leptonów oraz ich antycząstki.

$$(e, \nu_e), (\mu, \nu_\mu), (\tau, \nu_\tau)$$

Na początku ery leptonowej w równowadze są procesy kreacji i anihilacji par lepton – antylepton.

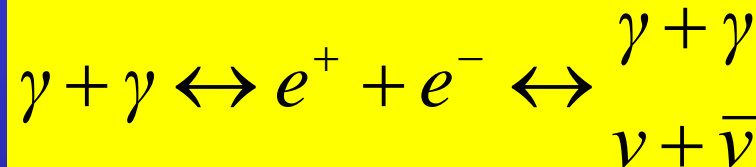


Liczba leptonów równa liczbie fotonów

Era leptonowa

W miarę spadku temperatury (a więc i energii fotonów) następuje najpierw nieodwracalna anihilacja taonów (jako najcięższych), a następnie mionów.

Najdłużej utrzymuje się równowaga kreacji i anihilacji par **elektron – pozyton** oraz ich oddziaływań z neutrinami.

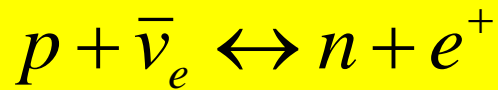


Temperatura progowa na produkcję par elektron – pozyton $T = 6 \cdot 10^9 \text{ K}$

Temperatura w środku Słońca $T = 15 \cdot 10^6 \text{ K}$

Era leptonowa

Pod koniec ery leptonowej, przy $T < 10^{10}$ K (ok. 1 MeV), w równowadze znajdują się następujące reakcje oddziaływań słabych:



W równowadze, stosunek liczby neutronów i protonów określony jest prawem Boltzmannna:

$$\left[\frac{n}{p} \right]$$

$$\left[\frac{n}{p} \right] = e^{-\frac{(m_n - m_p)}{kT}}$$

gdzie: $(m_n - m_p) = 1,3$ MeV

$kT = 10$ MeV dla $T = 10^{11}$ K

Na początku ery leptonowej liczba protonów i neutronów były prawie równe.

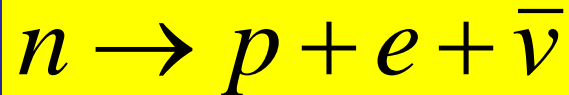
Era leptonowa

W miarę ekspansji temperatura spada, a wraz z nią maleje

$$\left[\frac{n}{p} \right]$$

(od ok. 0,9 na początku ery leptonowej do ok. 0,2 pod jej koniec).

Przy $T \approx 0,1 \text{ MeV}$ równowaga słabych procesów stopniowo załamuje się, a bardziej prawdopodobny staje się nieodwracalny rozpad beta:



Era leptonowa

Tuż po pierwszej sekundzie gęstość i temperatura zmalały tak, że średni czas pomiędzy zderzeniami neutrin i antyneutrin przekroczył czas życia Wszechświata, a ich średnia droga swobodna wzrosła na tyle, iż stały się cząstkami swobodnymi.

Neutrino utraciły równowagę termodynamiczną z innymi cząstkami.



Powstało tło neutrinowe

*Trudno je wykryć
doświadczalnie!*

Era leptonowa

**W 14 sekundzie temperatura spadła do $3 \cdot 10^9$ K –
poniżej progu produkcji par elektron-pozyton**

**Elektrony i pozytony uległy
anihilacji, pozostawiając po sobie
olbrzymie ilości fotonów.** → **Zwiększenie
temperatury fotonów**

**Temperatura tła promieniowania (2,73 K) jest nieco wyższa niż
temperatura tła neutrinowego (1,96 K)**

**Od tej chwili średnio na jeden nukleon przypadał
mniej więcej miliard fotonów.**

Główne składniki Wszechświata to fotony i neutrina.

Nukleosynteza

Nukleosynteza – powstawanie jąder przez łączenie się nukleonów lub lżejszych jąder - może zachodzić w określonym przedziale temperatur:

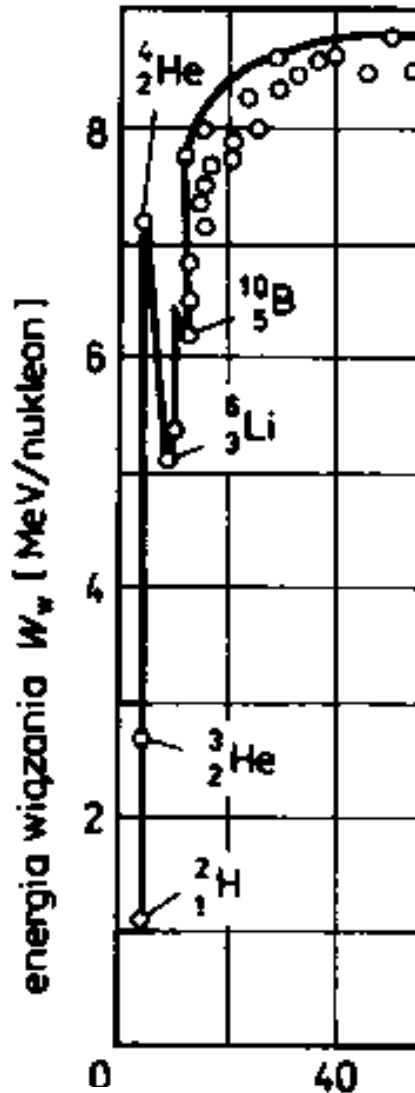
- **Temperatura zbyt niska – produkty reakcji mają za małą energię, aby zbliżyć się dostatecznie.**
- **Temperatura za wysoka – powstałe w syntezie jądra rozpadną się.**

Nukleosynteza

Przykład: reakcja syntezy D+T (deuteru i trytu).



Nukleosynteza



Dla lekkich jąder energia wiązania na nukleon rośnie wraz z liczbą masową.



Podczas łączenia się lżejszych jąder w cięższe wydziela się energia.

Nukleosynteza

1 s

Temperatura $\approx 10^{10}$ K (0,1 MeV)

Przy tej temperaturze mogą już utrzymać się produkty pierwszej reakcji nukleosyntezy:



Neutron ma w tych warunkach dwie możliwości:

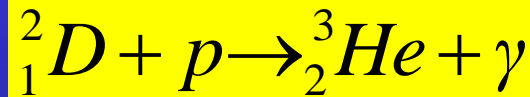
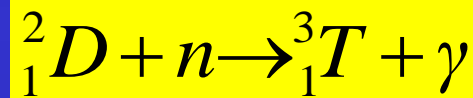
- 1) *reakcja z protonem i synteza deuteru,*
- 2) *spontaniczny rozpad beta.*

Nukleosynteza

Przez pierwsze sekundy przybywa deuteru.

Gdy jego ilość względem wodoru osiągnie wartość prawdopodobnie stają się reakcje syntezy trytu i izotopu ^3He :

$$\left[\frac{D}{H} \right] \approx 10^{-3}$$



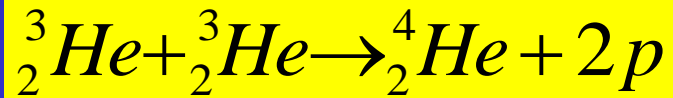
Na skutek tych reakcji ubywa deuteru i jego obfitość stabilizuje się stopniowo na poziomie około:

$$\left[\frac{D}{H} \right] \approx 3 \cdot 10^{-5}$$

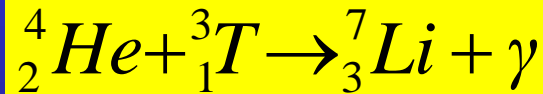
Nukleosynteza

Gdy względna koncentracja ${}^3\text{He}$ osiągnie około
to zaczyna zachodzić kolejna reakcja:

$$\left[\frac{{}^3\text{He}}{\text{H}} \right] \approx 10^{-5}$$



Pewna niewielka część ${}^4\text{He}$ zdąży jeszcze wejść w reakcje:



Nukleosynteza

Nukleosynteza kończy się po około 3 minutach.

Dla kolejnych reakcji, jak np. cykl $3^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C} + \gamma$ jest już „za zimno”.

Wszechświat rozszerzając się ostygł do $T \approx 10^8 \text{ K}$

Po dalszych kilku tysiącach sekund radioaktywny tryt stopniowo rozpada się na ^3He , zaś ^7Be przez wychwyt elektronu przekształca się w ^7Li .

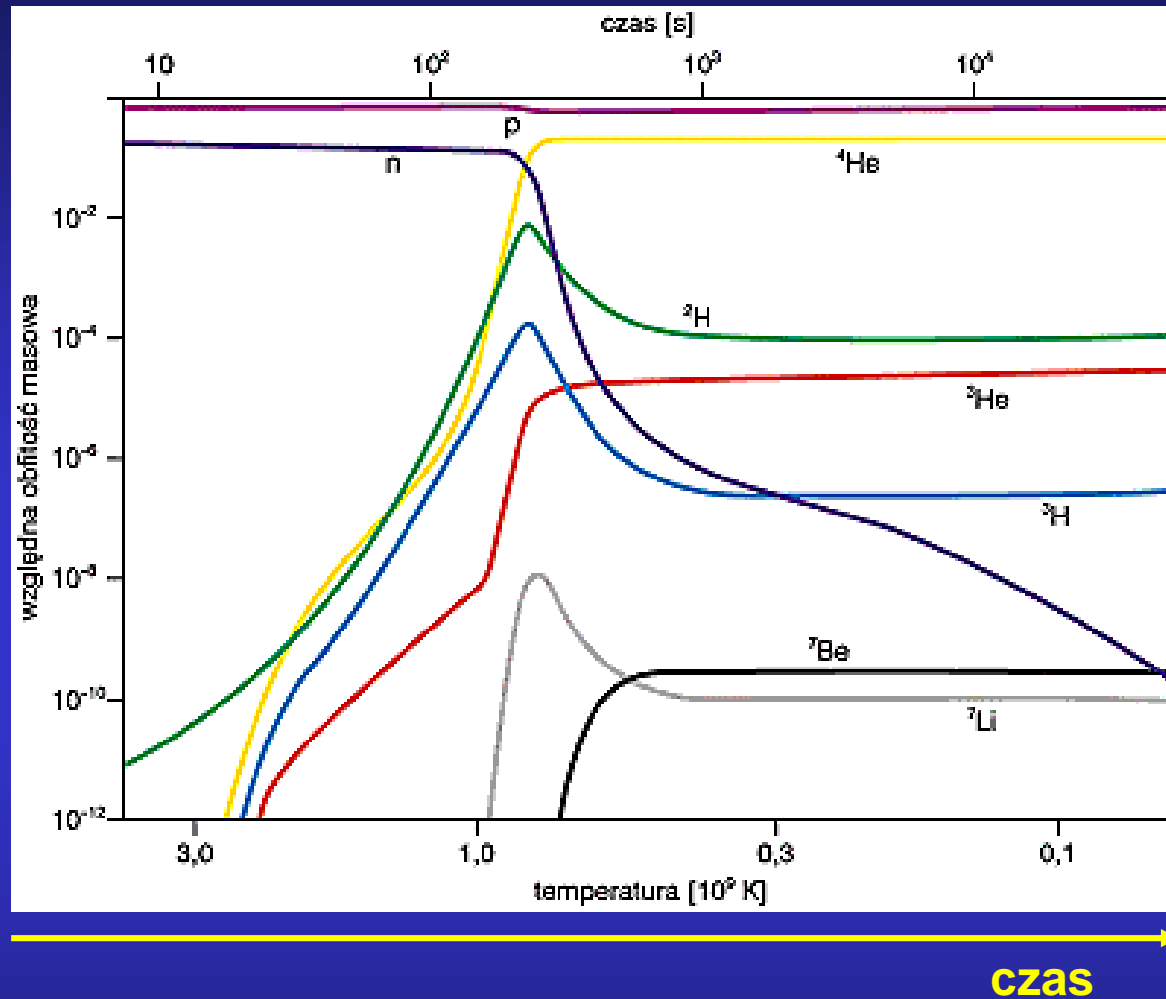
Ustaliła się zasadnicza obfitość helu we Wszechświecie w ilości:

$$\left[\frac{{}^4_2\text{He}}{H} \right] \approx 0,1$$

(22% - 24%) masy wodoru
stanowi masa ${}^4\text{He}$

Odkrycie Cecylii Payne

Nukleosynteza



Przebieg pierwotnej nukleosyntezy w czasie pierwszych kilkunastu minut. Krzywe ukazują stopniowy wzrost (lub spadek) obfitości poszczególnych nuklidów oraz neutronów (n).

Nukleosynteza

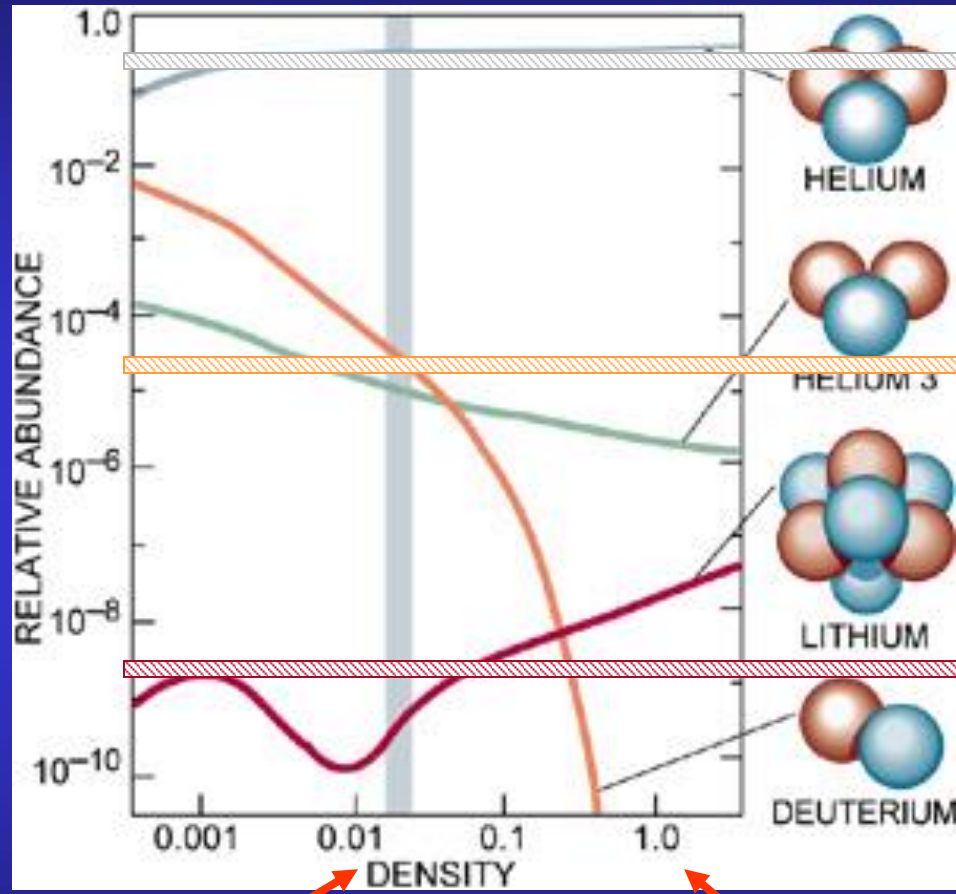
Końcowa obfitość powstałych pierwiastków zależy zasadniczo od dwóch czynników:

- tempa ekspansji — a więc i od tempa „stygnięcia”
Wszechświata,
- gęstości materii barionowej.

Porównując zmierzone obfitości różnych rodzajów jąder z ilościami obliczonymi w modelach wczesnego Wszechświata, można określić obecną gęstość materii barionowej.

Nukleosynteza

Względna zawartość: stosunek liczby jąder do liczby jąder wodoru



⁴He

²H, ³He

⁷Li

Najlepsze dopasowanie

Gęstość krytyczna

Nukleosynteza

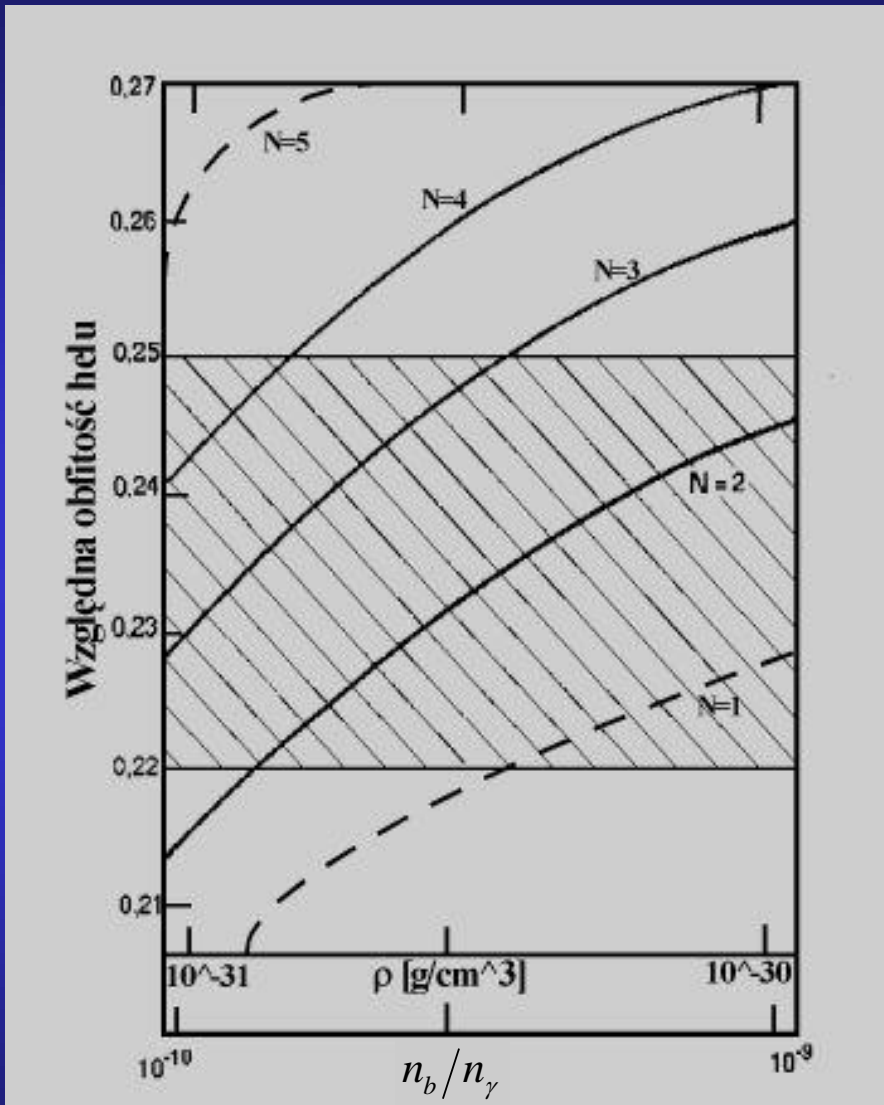
Obserwowana obfitość ${}^4\text{He}$ stała się też dodatkowo wskaźnikiem testującym kwarkowo-leptonowy model budowy materii — a konkretniej — wskaźnikiem liczby generacji kwarków i leptonów.

Znamy 3 rodziny leptonów: (e, ν_e) , (μ, ν_μ) , (τ, ν_τ)

Tempo ekspansji i stygnięcia Wszechświata na etapie ery leptonowej zależy od liczby rodzajów neutrin.

Tempo stygnięcia Wszechświata rzutuje z kolei na tempo reakcji nukleosyntezy, a więc na końcową obfitość lekkich pierwiastków np. ${}^4\text{He}$

Nukleosynteza



Teoretyczna obfitość helu (jako procent masy) w zależności od gęstości przy różnych liczbach, N, typów leptonów (i kwarków).

Nukleosynteza

Obserwowany obecnie skład chemiczny materii różni się od składu pierwotnego:

- liczba lekkich jąder (${}^6\text{Li}$, ${}^9\text{Be}$, ${}^{10}\text{B}$ i ${}^{11}\text{B}$) została zwiększona w wyniku zderzeń cząstek promieniowania kosmicznego z gazem międzygwiazdowym,
- obfitości wszystkich cięższych pierwiastków wzrosły za sprawą reakcji termojądrowych, zachodzących wewnątrz gwiazd lub w wybuchach supernowych.
- zawartość deuteru zmniejszyła się w procesach zachodzących w gwiazdach.

Weryfikacja doświadczalna

Pomiar zawartości ^4He

- Porównanie obliczeń ewolucji gwiazd z analizą statystyczną ich obserwowanych własności.
- Obserwacja linii helu w widmach gorących gwiazd i materii międzygwiazdnej

Zawartość helu w Galaktyce nie zmienia się w zależności od kierunku.



Dowód na pochodzenie ^4He z pierwotnej nukleosyntezy

Weryfikacja doświadczalna

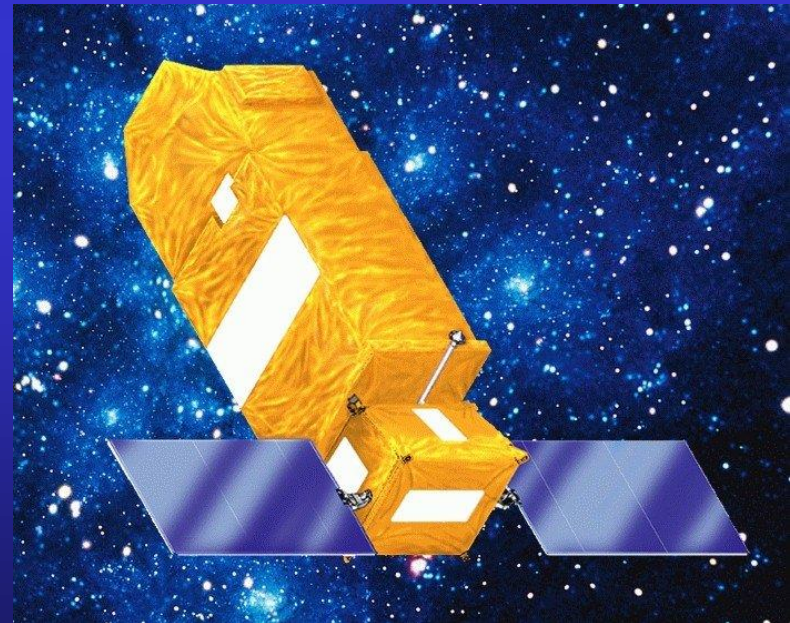
Pomiar zawartości deuteru

Spektrometry ultrafioletu badają względną intensywność linii absorpcyjnych wodoru i deuteru po przejściu światła z odległych gwiazd przez materię międzygwiazdową.

- Satelita „Copernicus” w 1973 r.

- Satelita FUSE od 1999 r.

(Far - Ultraviolet Spectroscopic Explorer)



Era dominacji promieniowania

Po zakończeniu nukleosyntezy zawartość
Wszechświata jest następująca:

- Fotony
- Neutrino (*tem. o 40% niższa od tem. fotonów*)
- Elektrony (*1 na miliard fotonów*)
- Protony (*1 na miliard fotonów*)
- Jądra helu (*23% masy protonów*)
- Jądra ^2H , ^3He , ^7Li (*śladowe ilości*)

Większość energii Wszechświata to energia fotonów.

Era dominacji promieniowania

Przez ok. 300 tys. lat materia i promieniowanie są w równowadze termodynamicznej (temperatura promieniowania równa jest temperaturze materii).

Fotony w zderzeniach wymieniają energię ze swobodnymi elektronami.

Na skutek zderzeń z elektronami droga swobodna fotonów jest bardzo mała.



Wszechświat jest nieprzezroczysty dla promieniowania

Ciało doskonale czarne

Promieniowanie ciała doskonale czarnego

Ciało doskonale czarne – ciało, które absorbuje całe padające na nie promieniowanie bez względu na częstotliwość.



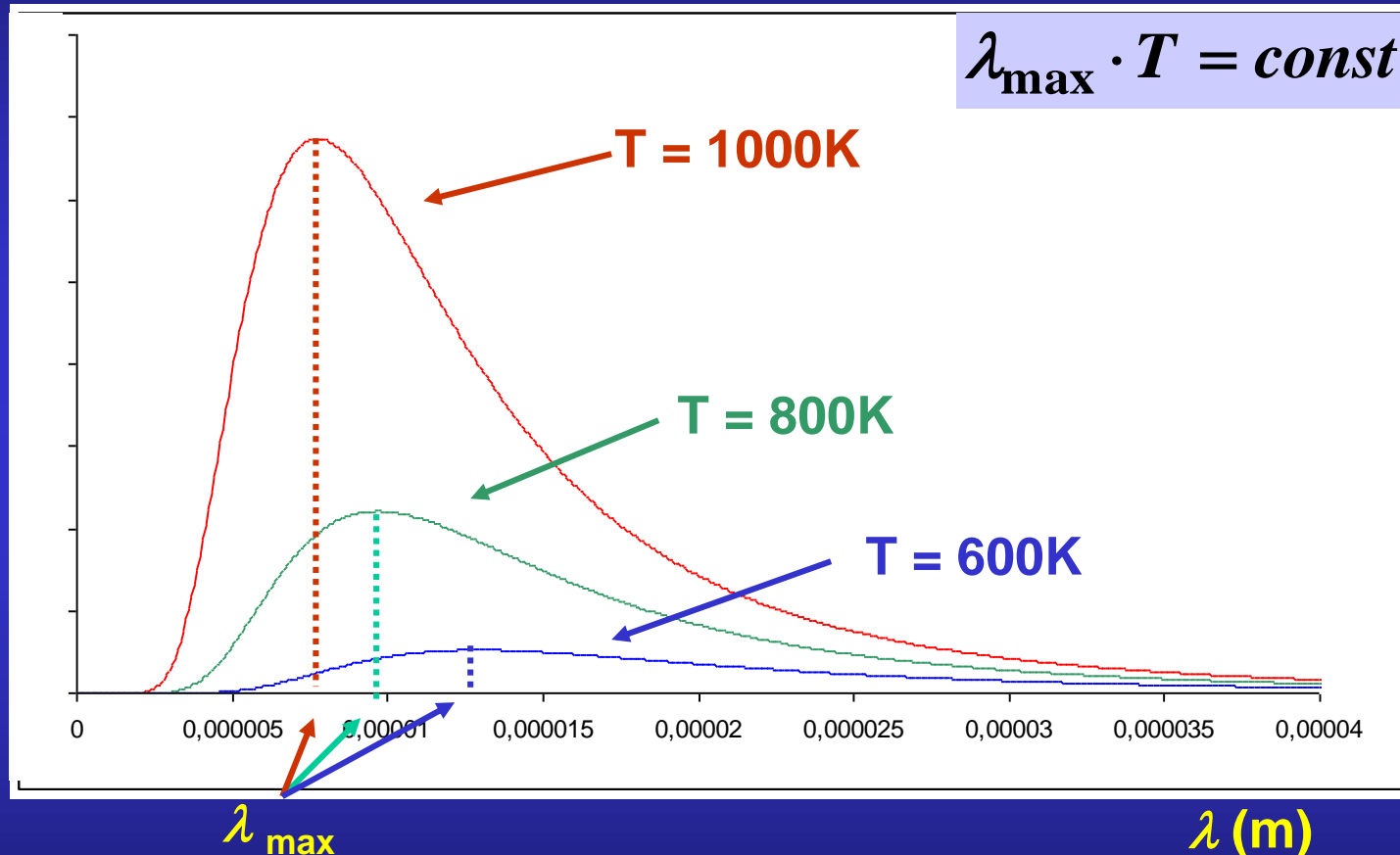
Rozkład Plancka określa energię du promieniowania na jednostkę objętości w zakresie długości fal od λ do $\lambda+d\lambda$

$$du = \frac{8\pi hc}{\lambda^5} \frac{d\lambda}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1}$$

Gdzie: T – temperatura, k – stała Boltzmann (1,38·10⁻²³ J/K),
 c – prędkość światła, h – stała Plancka (6,63·10⁻³⁴ J · s)

Promieniowanie ciała doskonale czarnego

Gęstość energii



Widmo promieniowania ciała doskonale czarnego o różnych temperaturach.

Promieniowanie ciała doskonale czarnego

Całkowita gęstość energii promieniowania ciała doskonale czarnego:

$$u = \int_0^{\infty} \frac{8\pi hc}{\lambda^5} \frac{d\lambda}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1} = a \cdot T^4$$

Prawo Stefana-Boltzmanna

Energia fotonu:

$$E = \frac{hc}{\lambda}$$

Liczba fotonów dN w jednostce objętości w zakresie długości fal od λ do $\lambda+d\lambda$ wynosi:

$$dN = \frac{du}{hc} = \frac{8\pi}{\lambda^4} \frac{d\lambda}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1}$$

Promieniowanie ciała doskonale czarnego

Całkowita liczba fotonów na jednostkę objętości wynosi:

$$N = \int_0^{\infty} dN = 20,28 \cdot T^3 \frac{\text{fotony}}{\text{cm}^3}$$

A średnia energia fotonu:

$$\bar{E} = \frac{u}{N} = \text{cons} \cdot T$$

Ze spadkiem temperatury maleje średnia energia fotonów.

Era dominacji promieniowania

Gęstość energii promieniowania:

$$u_\gamma = a \cdot T^4$$

Obecna wartość ($T = 2,73 \text{ K}$): $u_\gamma \approx 10^{-34} \text{ g/cm}^3$

Szacowana z obserwacji gęstość materii barionowej:
 $u_b \approx 5 \cdot 10^{-31} \text{ g/cm}^3$ (prawie jeden atom na m^3).

Obecnie materia dominuje nad promieniowaniem i decyduje o geometrii i tempie ekspansji.

$$\left(\frac{u_b}{u_\gamma} \right)_{t_0} \leq 10^4$$

Era dominacji promieniowania

Gęstość materii barionowej maleje w trakcie ekspansji $R(t)$ jak:

$$u_b \propto \frac{1}{R^3(t)}$$

$R(t)$ - czynnik skali – mierzy średnie oddalenie dwóch punktów

Jak zmienia się w czasie gęstość promieniowania?

Przyjmujemy adiabatyczne rozszerzanie się Wszechświata.

I zasada termodynamiki dla gazu fotonowego :

$$dE + pdV = 0$$

Gdzie:

$$E = u_\gamma V \propto aT^4 R^3$$

$$p = \frac{1}{3} a \cdot T^4$$

Era dominacji promieniowania

I zasada termodynamiki dla gazu fotonowego :

$$d(aT^4 R^3) + \frac{1}{3} aT^4 d(R^3) = 0$$

$$4aR^3 T^3 dT + 3aT^4 R^2 dR + \frac{1}{3} aT^4 3R^2 dR = 0$$

$$RdT + TdR = d(TR) = 0$$



$$TR = \text{const}$$

albo

$$T \propto \frac{1}{R}$$

Era dominacji promieniowania

Gęstość promieniowania:

$$u_\gamma = a \cdot T^4 \propto \frac{1}{R^4}$$

Gęstość materii barionowej:

$$u_b \propto \frac{1}{R^3}$$

Stosunek gęstości materii barionowej do gęstości promieniowania zmienia się wraz z rozmiarem Wszechświata:

$$\frac{u_b}{u_\gamma} = R(t)$$

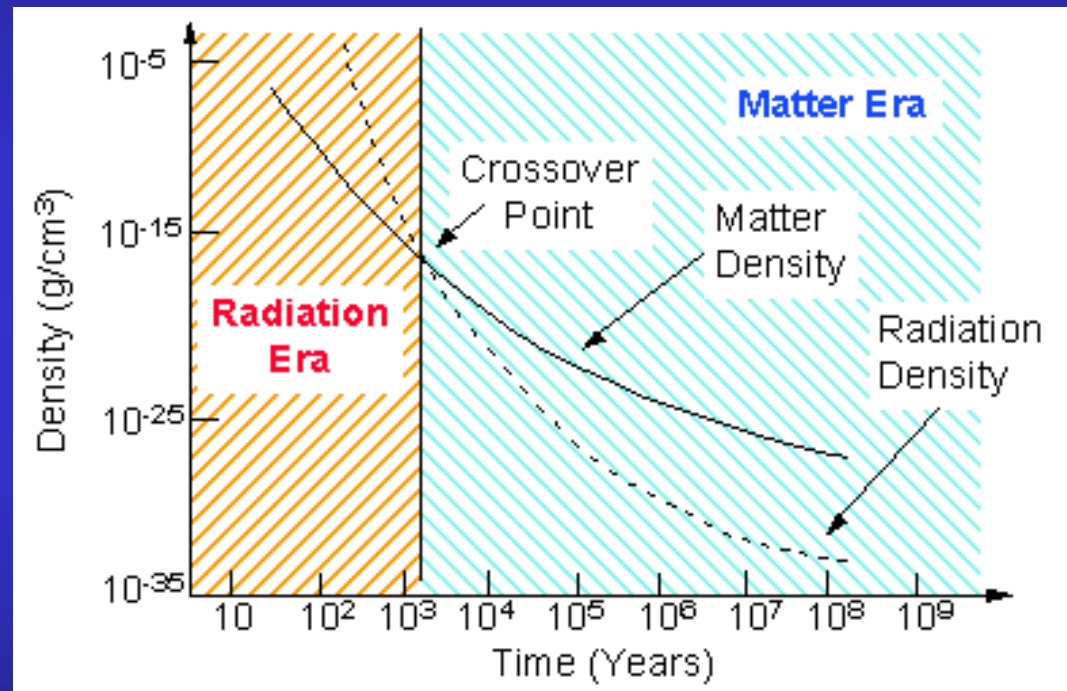
Obecnie wynosi 10^4 , kiedy Wszechświat był 10^4 razy mniejszy u_b i u_γ były równe

Do tej chwili trwała era dominacji promieniowania

Era dominacji promieniowania

Gęstość energii promieniowania jest większa niż gęstość materii barionowej ($u_\gamma > u_b$)

•Rozpoczyna się, gdy wiek Wszechświata wynosi 10 s.



•Trwa kilka tysięcy lat, gdy w trakcie ekspansji temperatura spadnie do około $3 \cdot 10^4$ K.

Rozseparowanie materii i promieniowania

380 000 lat

Temperatura ≈ 3000 K

Protony i jądra przyłączają elektrony (rekombinacja) – tworzą się atomy.

Promieniowanie nie jest w stanie istotnie oddziaływać z materią — nie jest w stanie w efektywny sposób jonizować i wzbudzać atomów.

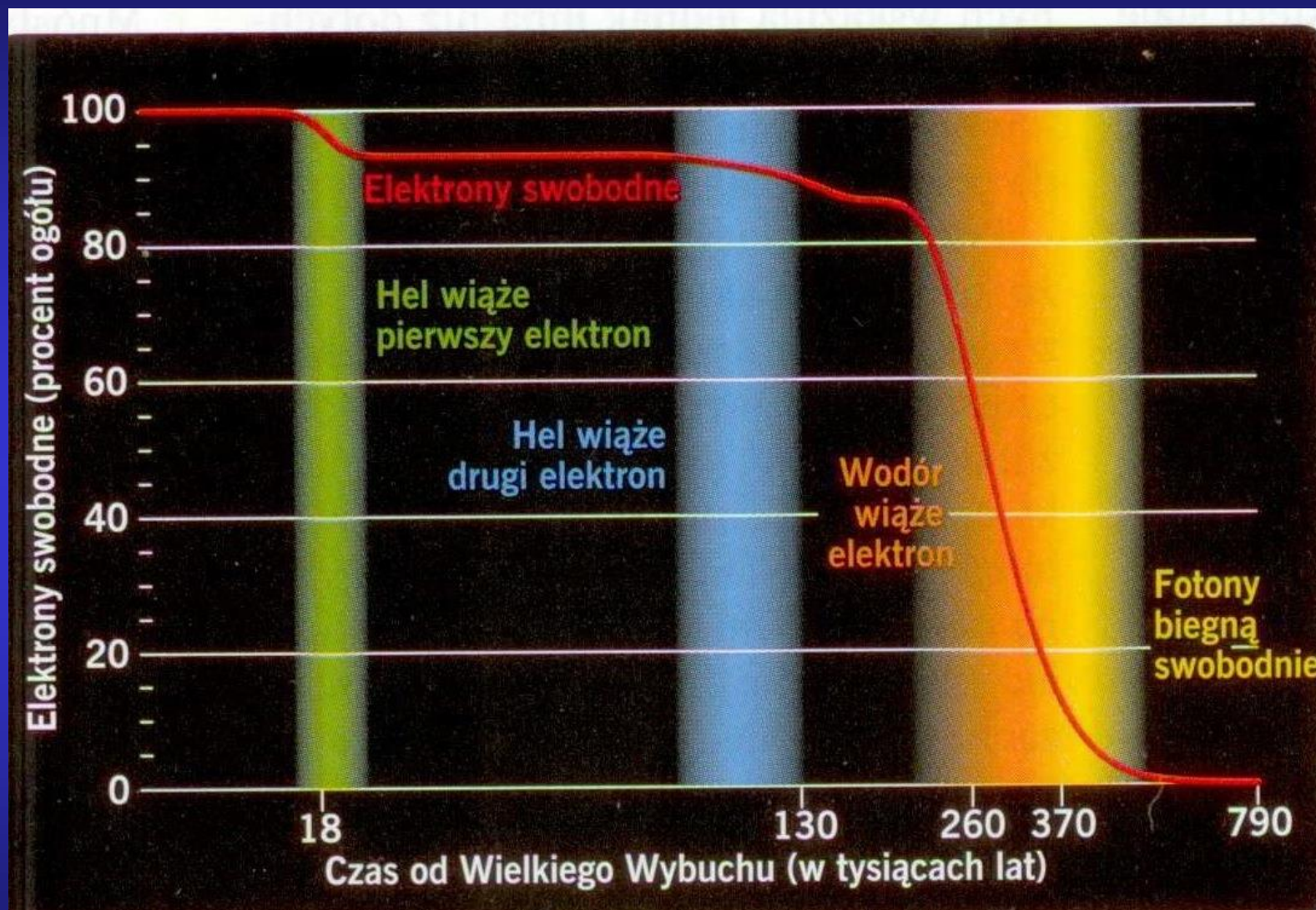
*Materia nie ma wpływu na promieniowanie -
promieniowanie reliktowe*

Od tej chwili temperatura promieniowania maleje wraz z ekspansją Wszechświata:

$$T \propto \frac{1}{R}$$

Obecna wartość $T = 2,73$ K

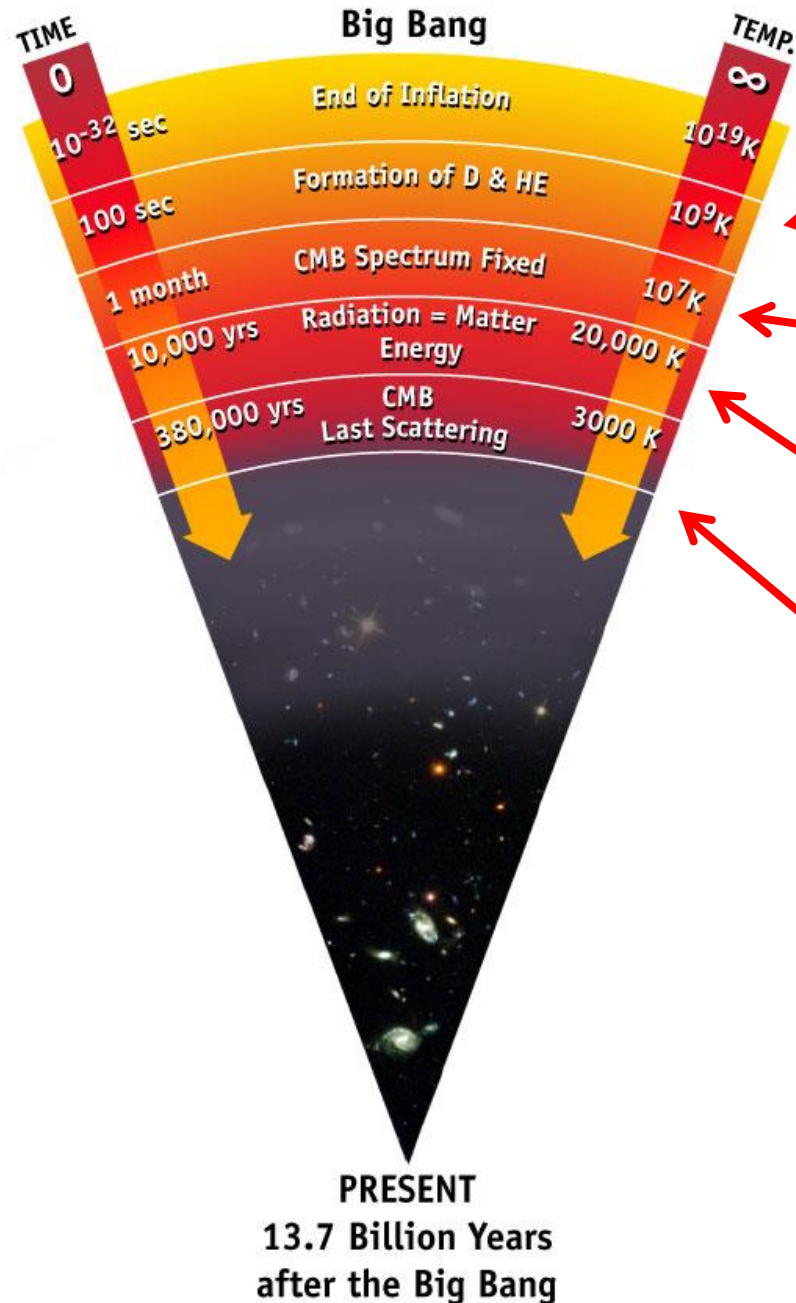
Rozseparowanie materii i promieniowania



Atomy powstawały stopniowo

Świat Nauki, 06, 2009

CMB - Cosmic Microwave Background



nukleosynteza

promieniowanie w równowadze termodynamicznej z materią

koniec ery dominacji promieniowania

powstanie atomów - ostatnie rozproszenia promieniowania tła

powstanie czasoprzestrzeni

