

Historia Wszechświata w (dużym) skrócie



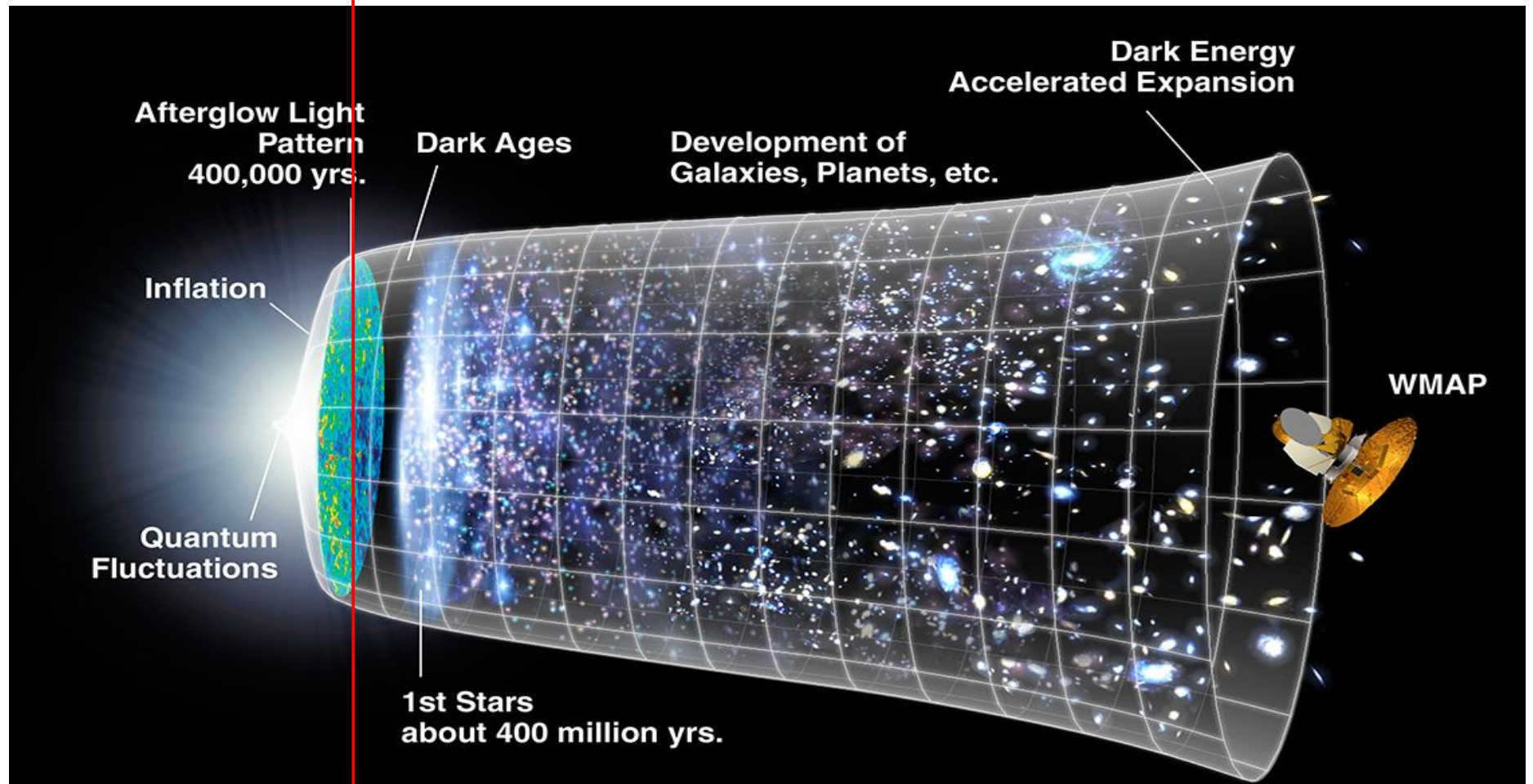
Agnieszka Pollo

**Instytut Problemów Jądrowych Warszawa
Obserwatorium Astronomiczne UJ Kraków**

“wczesny
Wszechświat”

“późny
Wszechświat”

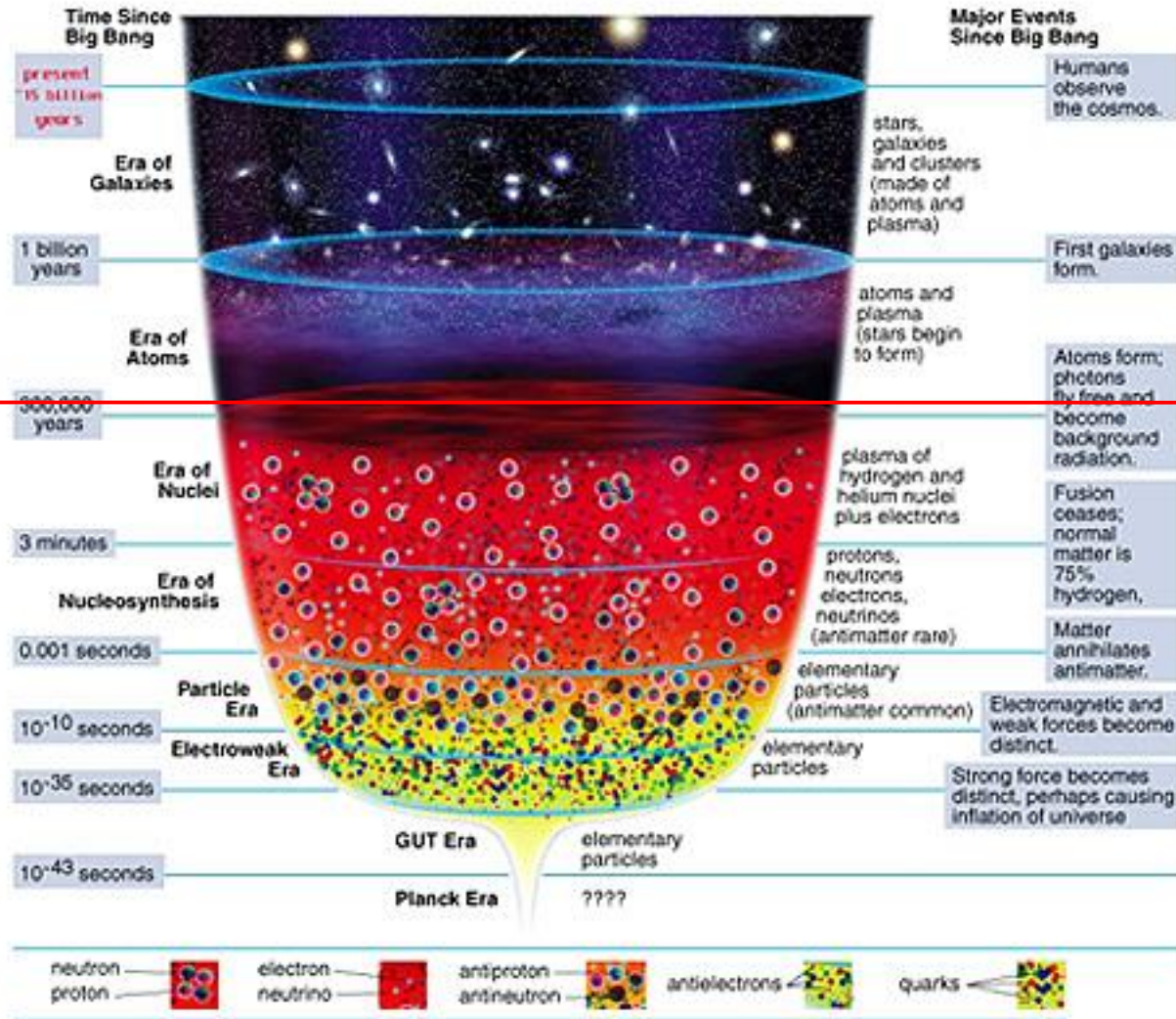
z (przesunięcie ku czerwieni; *redshift*)



t (czas)

“późny
Wszechświat”

t



© Addison-Wesley Longman

Z

Opis ewolucji Wszechświata (w wersji standardowej!)

opis ewolucji przestrzeni
(wraz ze znajdującą się w niej materią) -> Ogólna Teoria
Względności (OTW)

- Historia “wczesnego Wszechświata” - opis teoretyczny oparty na doświadczeniach fizyki cząstek elementarnych (brak bezpośrednich obserwacji):
powstawanie kolejnych form materii
- Historia “późnego Wszechświata” - obserwacje + teoria (miejscami klasyczna, miejscami OTW):
powstawanie i rozwój “struktur”: galaktyk, ich gromad, gwiazd w galaktykach...

Podstawa: ewolucja Wszechświata wg OTW

- Ogólna Teoria Względności (Einstein, 1915), czyli teoria grawitacji; zastosowanie do opisu Wszechświata – rozwiązanie “statyczne”
- ewoluujące modele kosmologiczne (Friedman, Lemaitre... - 1922-24; 1927): - istnieje cała rodzina rozwiązań -> Wszechświat powinien się rozszerzać (albo kurczyć); rozwiązanie Einsteina jest niestabilne
- odkrycie zjawiska ucieczki galaktyk (Hubble 1929) -> Wszechświat się rozszerza

OTW

- równania Einsteina = związek pomiędzy własnościami (energia, pęd) materii a własnościami czasoprzestrzeni; “materia (energia) formuje przestrzeń”
- rozwiązania Friedmanna-Lemaitre'a wymagają spełnienia specyficznych założeń:
 - zasada kosmologiczna (kopernikańska):
Wszechświat oglądany z każdego miejsca wygląda tak samo
 - Wszechświat jest jednorodny (w odpowiednio dużej skali wszędzie taki sam) i izotropowy (oglądany w każdym kierunku taki sam)

OTW i rozwiązania

$$G_{\mu\nu} = R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} R = \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu}$$

tensor metryki

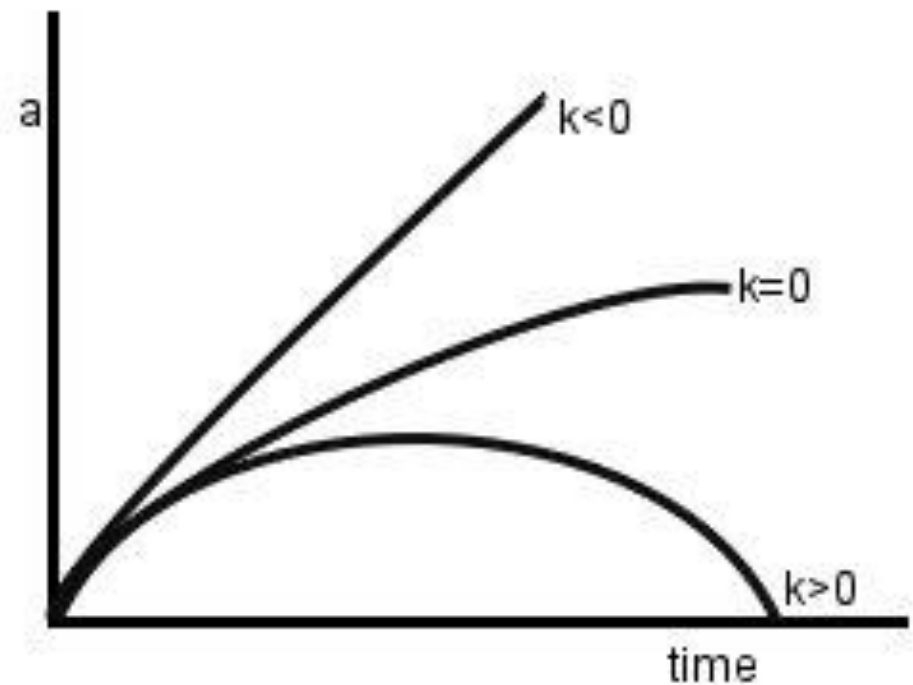
tensor energii-pędu

podstawowe rozwiązanie to po prostu związek między jednostką odległości (zwaną czynnikiem skali) a czasem:
 $a(t)$

+ założenia -> równania Friedmana, które mają stosunkowo proste rozwiązania

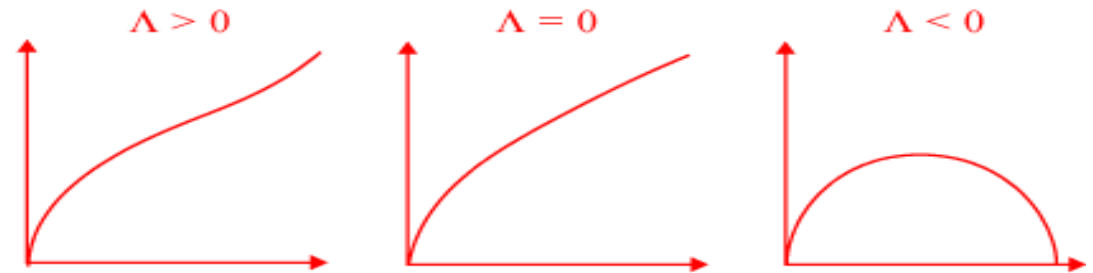
Rozwiązania równań Friedmana bez stałej kosmologicznej, czyli coś, co pamiętamy z dzieciństwa...

- Wszechświat “zamknięty”
- rozszerza się, a potem kurczy ($k>0$)
- Wszechświat płaski -
rozszerza się coraz wolniej, dążąc do $v=0$ w nieskończoności ($k=0$)
- Wszechświat otwarty -
rozszerza się coraz wolniej ($k<0$)



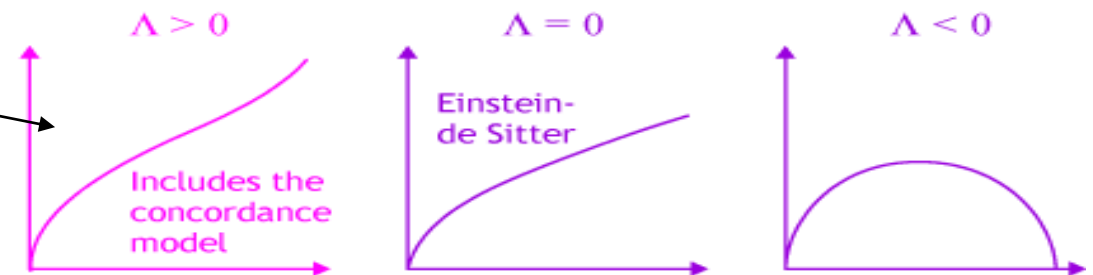
Wszechświat ze stałą kosmologiczną, czyli powrót “największej pomyłki Einsteina”

Negative Curvature Models: $k = -1, \Omega_k > 0$ (infinite space)

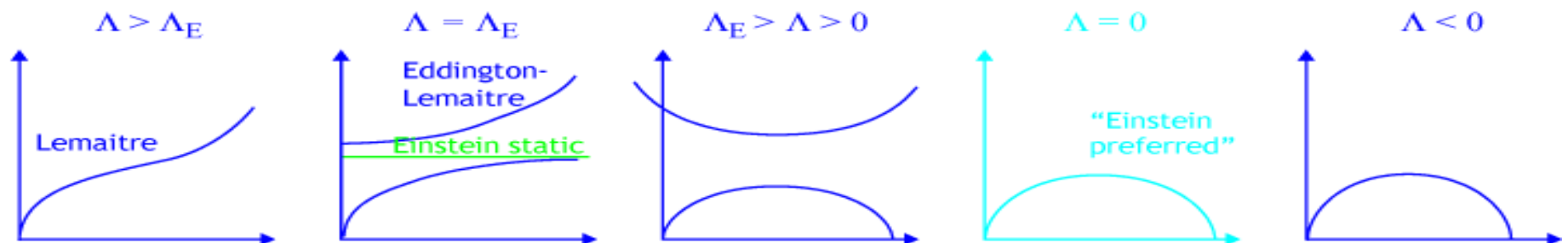


Flat Models: $k = 0, \Omega_k = 0$ (infinite space)

dziś wydaje nam się, że tu mieszkamy



Positive Curvature Models: $k = 1, \Omega_k < 0$ (finite space)



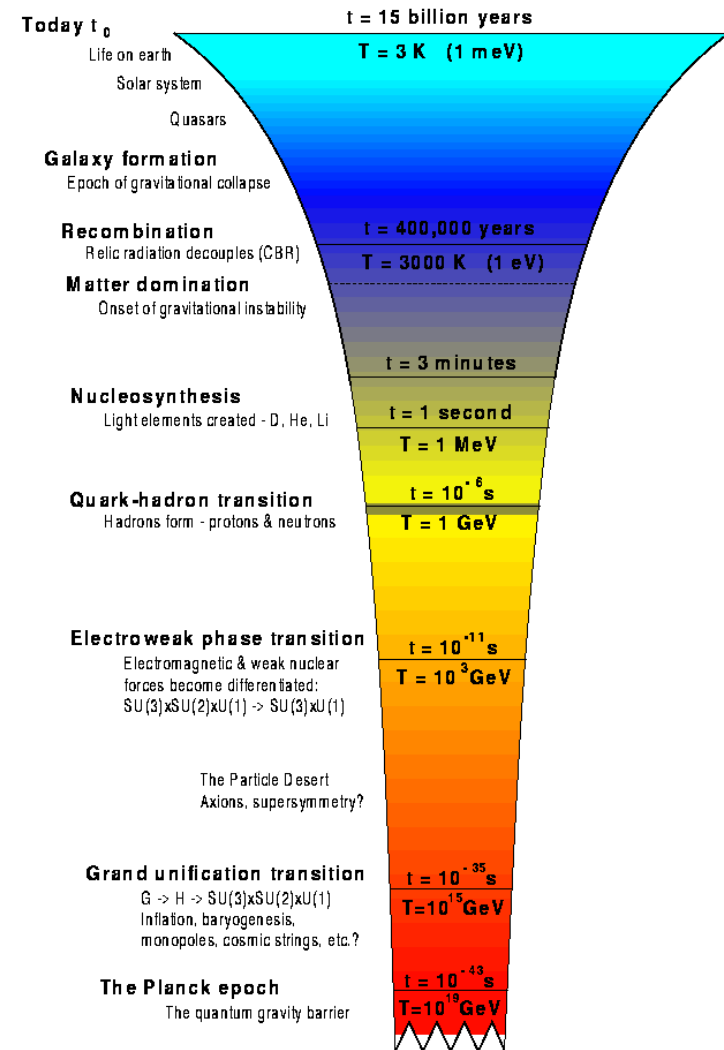
Classification of Friedmann Models

Wczesna historia Wszechświata

- Na początku był... Wielki Wybuch? Niekoniecznie... Wielki Wybuch = pierwotna osobliwość z r-ń Friedmana, ale dziś mówi się raczej o “Erze Plancka” (która tak naprawdę nie wiadomo, ile mogła trwać), “fluktuacjach kwantowych” itd...
- Era Plancka – w klasycznym ujęciu pierwsze $10^{(-43)}$ s; $T > 10^{32}$ Kdo opisu potrzebna jest teoria grawitacji kwantowej (której na razie nie mamy); wszystkie znane nam oddziaływania (grawitacja, słabe, silne, elektromagnetyczne) stanowiły jedno – koniec tego okresu wiązał się z “oddzieleniem” grawitacji i od tego momentu jesteśmy w stanie opisać dalsze wydarzenia

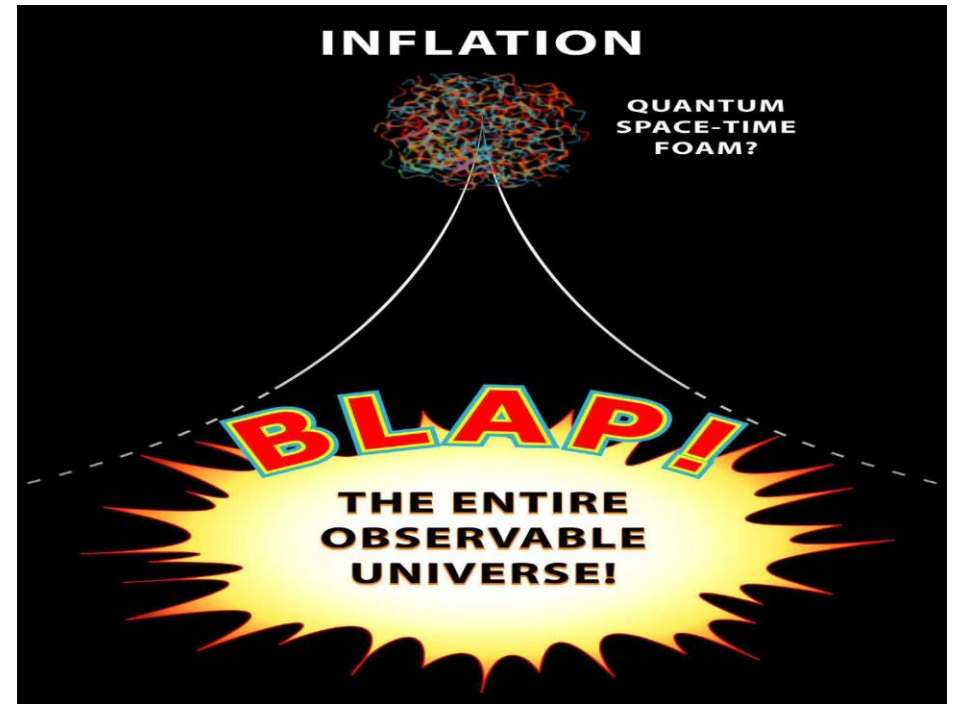
Wczesna historia Wszechświata

- Po epoce Plancka następuje Epoka Wielkiej Unifikacji (GUT); $T > 10^{27}$ K
- elektromagnetyzm, oddziaływania silne i słabe = jedna siła
- do $t = 10^{-35}$ s – oddzielenie się oddziaływania silnego



Wczesna historia Wszechświata

- przypuszczalnie z końcem epoki GUT
 - nastąpiło łamanie symetrii (pojawiła się niewielka nadwyżka materii nad antymaterią – na 10^9 antykwarków przypadnie 10^9+1 antykwark)
 - epoka inflacji – błyskawiczne rozszerzanie się przestrzeni (do $t \sim 10^{-32}$ s)



Wczesna historia Wszechświata

- Epoka elektroslaba (oddziaływanie elektromagnetyczne i słabe = jedna siła); do $t < 10^{-10}$ s
- bozony W i Z, bozony Higgsa

Wczesna historia Wszechświata

- Era kwarkowa - wszystkie oddziaływania takie, jak znamy je dziś
- najpierw: zupa kwarkowo-gluonowa, a w niej kwarki i leptony
- wciąż za ciepło, żeby kwarki mogły połączyć się w hadrony
- kończy się ok. $t \sim 10^{-6}$ s

Historia wczesnego Wszechświata

- era hadronowa: kwarki zaczynają się łączyć w hadrony
 - hadrony – bariony (z 3 kwarków – np. protony, neutrony) i mezony (z dwóch kwarków)
- do $t \sim 1s$
- w tym okresie doszło do anihilacji większości par hadron-antyhadron, co wyeliminowało niemal wszystkie antyhadrony

Historia wczesnego Wszechświata

- Era leptonowa: ponieważ większość hadronów i prawie wszystkie antyhadrony zanihilowały, Wszechświat wypełniają leptony (i antyleptony)
- Pary lepton-antylepton wciąż się tworzą do $t \sim 10^{-6}$ s, potem dopiero anihilują – pozostają leptony
- Rozpoczyna się era fotonowa – Wszechświat jest zdominowany przez fotony

Wczesna historia Wszechświata

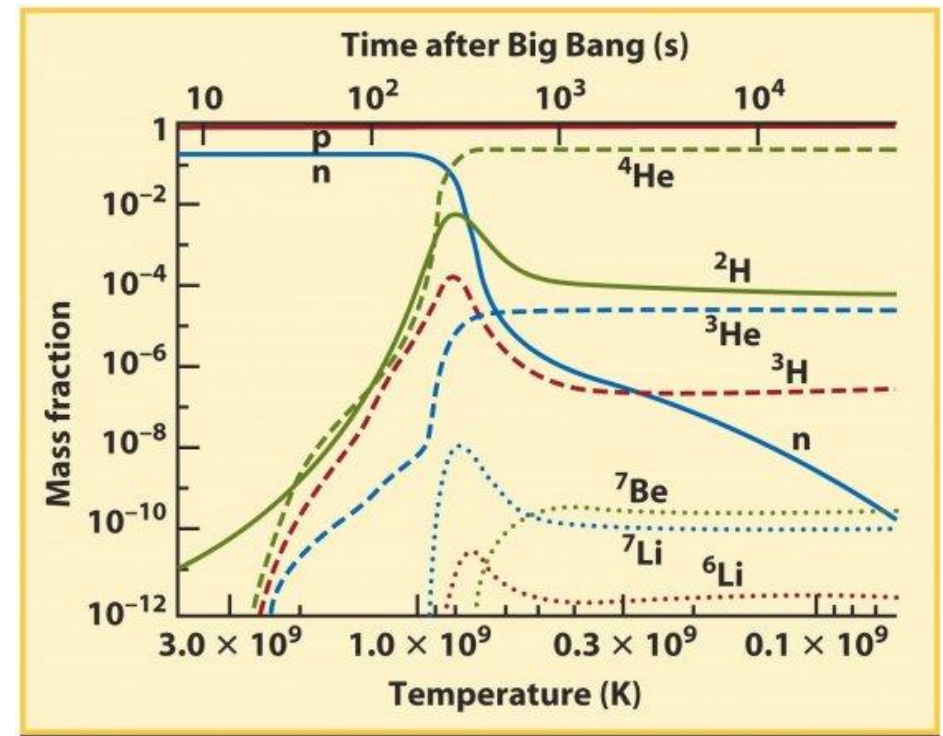
W tym momencie mamy ~ 7 protonów na jeden neutron

Przy $t \sim 100$ s i $T \sim 10^9$ K (0.1 MeV),

protony i neutrony mogą już zostać uwięzione w jądrze:

-> rozpoczyna się **KOSMICZNA NUKLEOSYNTeza**

powstaje deuter i hel



Kluczowe reakcje fuzji termojądrowej

	<u>produkt:</u>	<u>energia wiązania:</u>
$n + p \rightarrow D + \gamma$	Deuterium (pn)	2.2 MeV
$D + D \rightarrow {}^3\text{He}^{++} + n$	} ${}^3\text{He}$ (ppn)	7.72 MeV
$p + D \rightarrow {}^3\text{He}^{++} + \gamma$		
$n + D \rightarrow T + \gamma$	} Tritium (pnn)	8.48 MeV
$D + D \rightarrow T + p$		
$n + {}^3\text{He}^{++} \rightarrow T + p$		
$n + {}^3\text{He}^{++} \rightarrow {}^4\text{He}^{++} + \gamma$	} ${}^4\text{He}$ (ppnn)	28.3 MeV
$D + {}^3\text{He}^{++} \rightarrow {}^4\text{He}^{++} + p$		
$p + T \rightarrow {}^4\text{He}^{++} + \gamma$		
$D + T \rightarrow {}^4\text{He}^{++} + n$		
${}^3\text{He}^{++} + {}^3\text{He}^{++} \rightarrow {}^4\text{He}^{++} + 2p$		

Wczesna historia Wszechświata: nukleosynteza

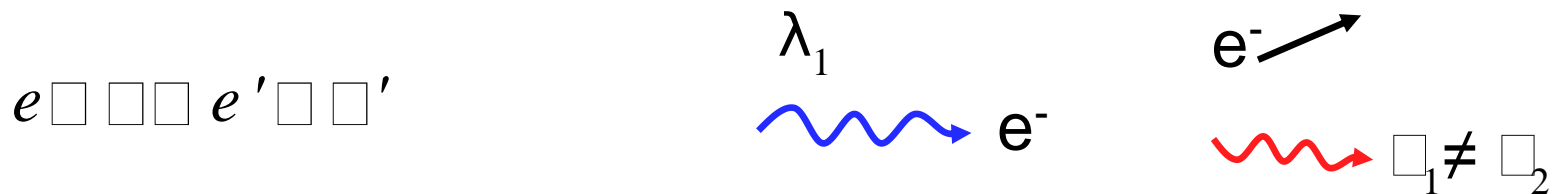
- Później nukleosynteza ma problem: jądra ${}^4\text{He}$ są bardzo stabilne, a jądra o liczbie masowej 5 – wszystkie niestabilne. Dlatego litu i berylu powstają tylko śladowe ilości, a cięższych pierwiastków brak.
- W rezultacie powstaje 75% jąder H, 25% He, śladowe ilości ($\sim 10^{-7}$ %) Be i Li + wolne elektrony.
- Cięższe pierwiastki powstaną dopiero w jądrach gwiazd – tam panują temperatury i gęstości dostatecznie wysokie, żeby przełamać energię wiązania jądra ${}^4\text{He}$.

Epoka plazmy

Po nukleosyntezie: plazma naładowanych i neutralnych jąder



Rozpraszanie Thompsona fotonów na elektronach



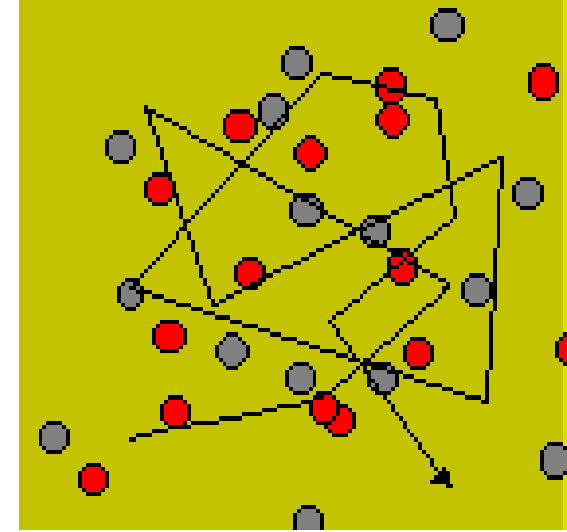
Elektrony i fotony wymieniają energię.

Utrzymuje się termiczna równowaga między materią i promieniowaniem.

Wszechświat jest nieprzezroczysty.

Fotony nie mogą podróżować daleko
- rozpraszają się na elektronach.

“Random walk” fotonów



Równowaga materii i promieniowania

($T \sim 3 \times 10^4$ K i $t \sim 10^4$ yr)

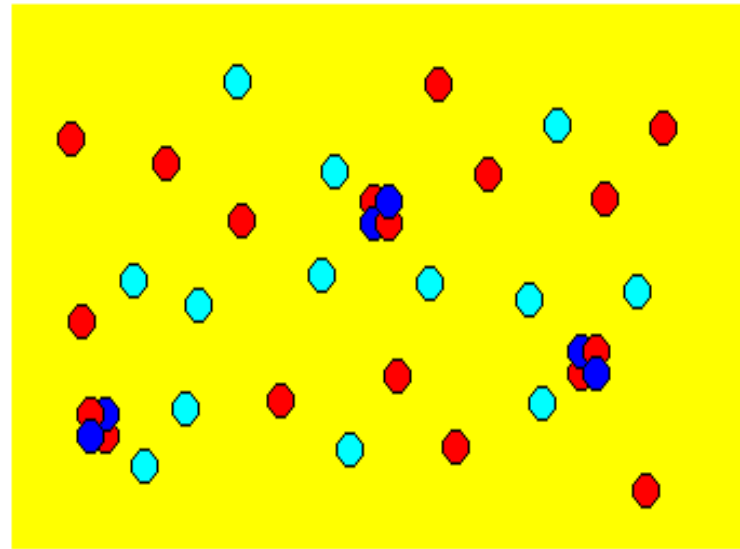
***wreszcie gęstość energii fotonów spada poniżej
gęstości energii materii***

następuje “rekombinacja” ($T \sim 3000$ K $t \sim 3 \times 10^5$ yr)

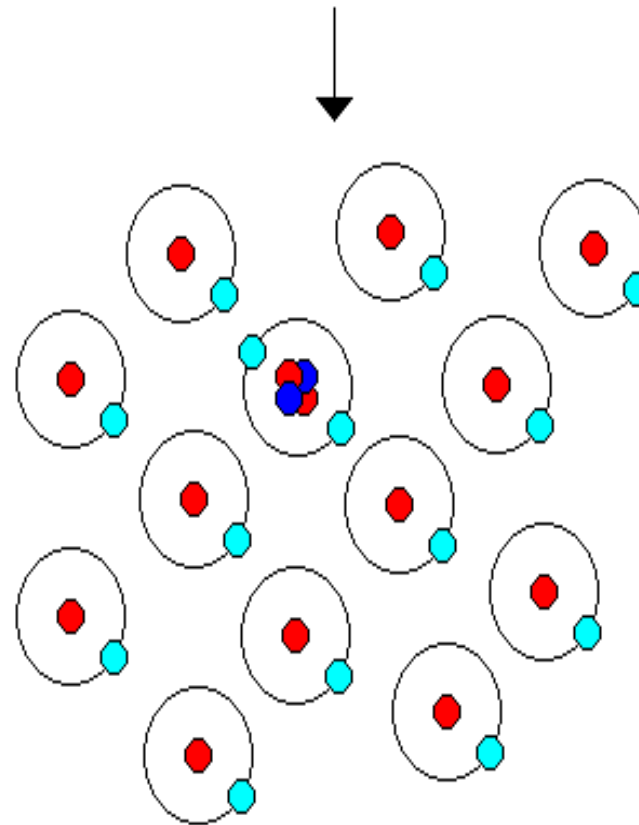
elektrony + jądra --> neutralne atomy

Rekombinacja

Plazma
↓
Neutralny gaz



- electron
- proton
- helium nuclei



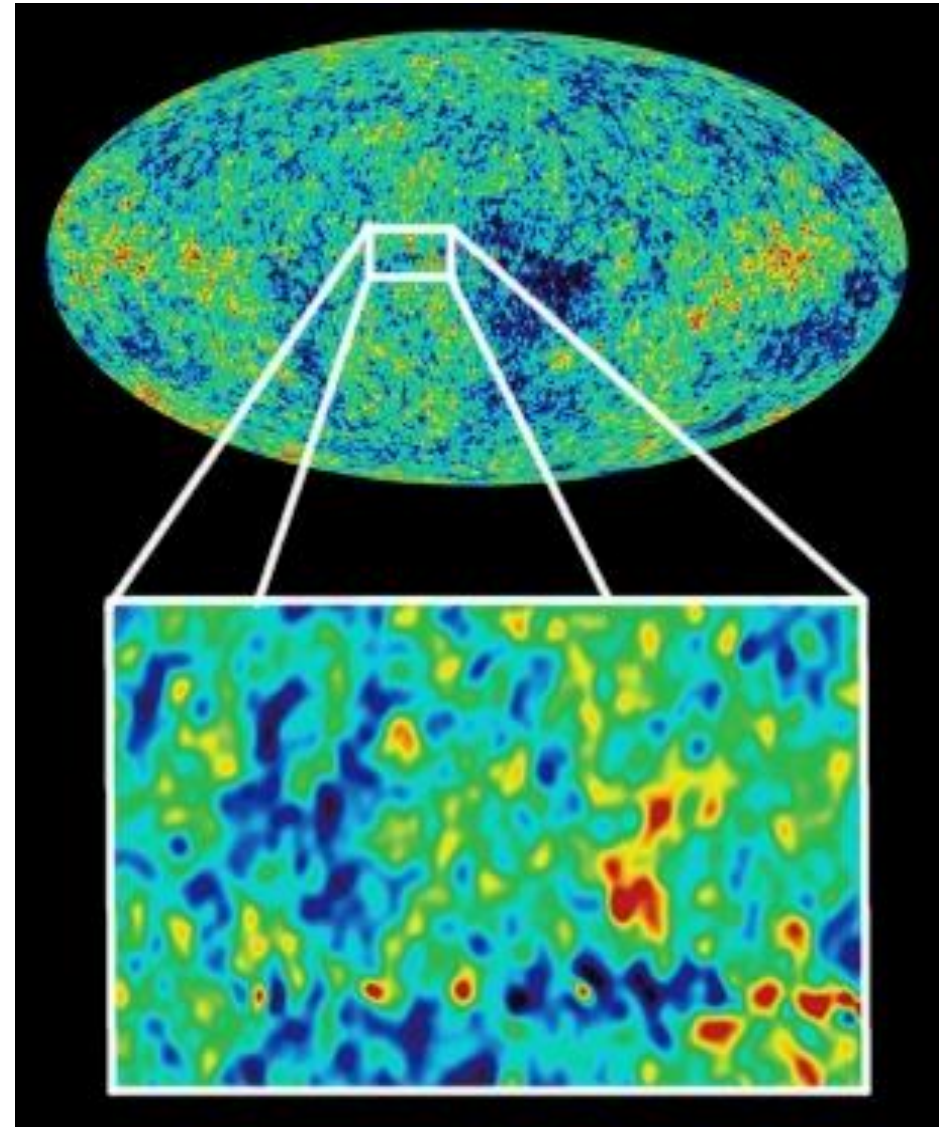
- hydrogen atom
- helium atom

Kosmiczne mikrofalowe promieniowanie tła

Przy $T < 3000$ K, elektrony i jądra tworzą neutralne atomy, które nie są natychmiast powtórnie jonizowane przez fotony.

Fotony oddziałują z wolnymi ładunkami (głównie wolnymi elektronami), ale nie z neutralnymi atomami. Fotony i materia rozdzielają się i (prawie) zaprzestają wszelkich oddziaływań.

Wszechświat robi się przezroczysty dla fotonów:
CMB.

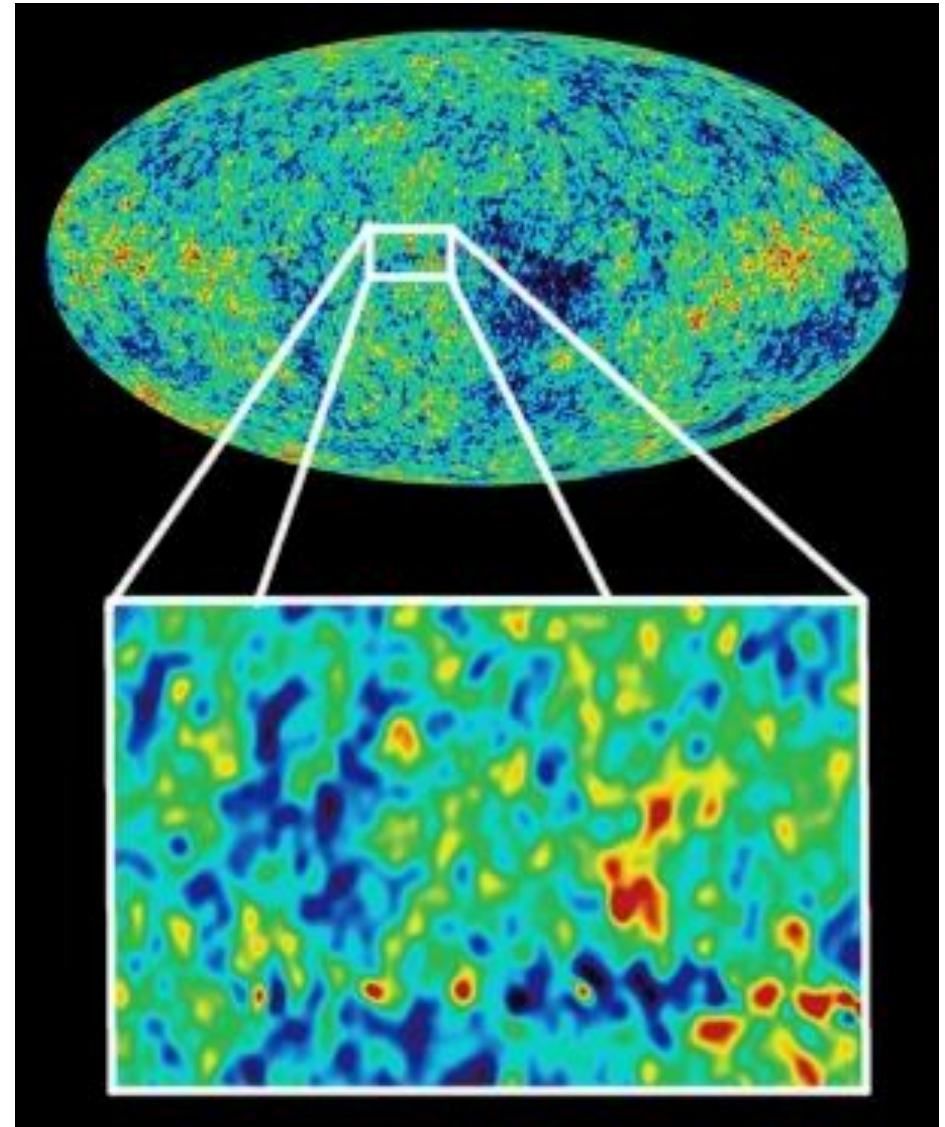


Kosmiczne mikrofalowe promieniowanie tła

Rozpoczyna okres “późnej” historii Wszechświata: 380 000 lat od “początku”, wg najnowszych pomiarów WMAP;

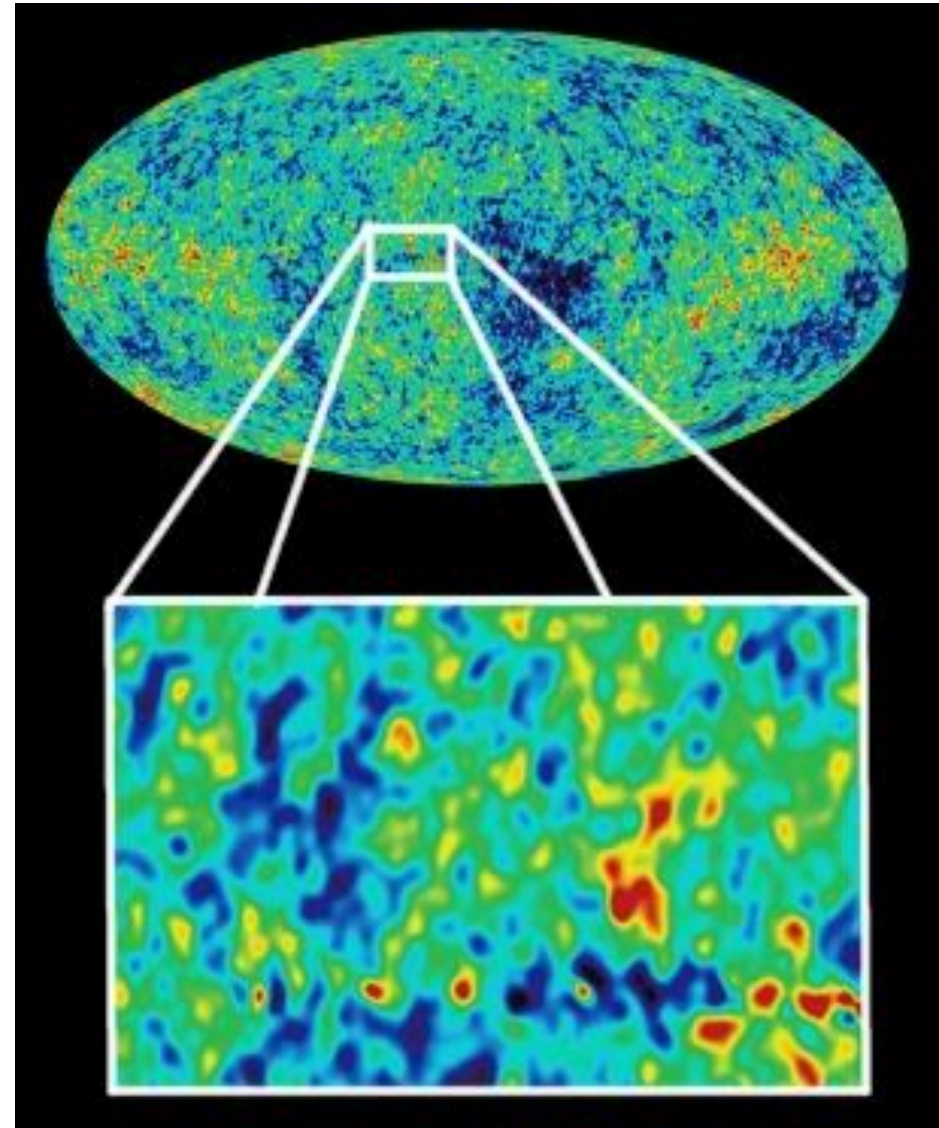
odpowiada to $z \sim 1000$.

CMB to najdawniejszy *obserwowany* sygnał we Wszechświecie.

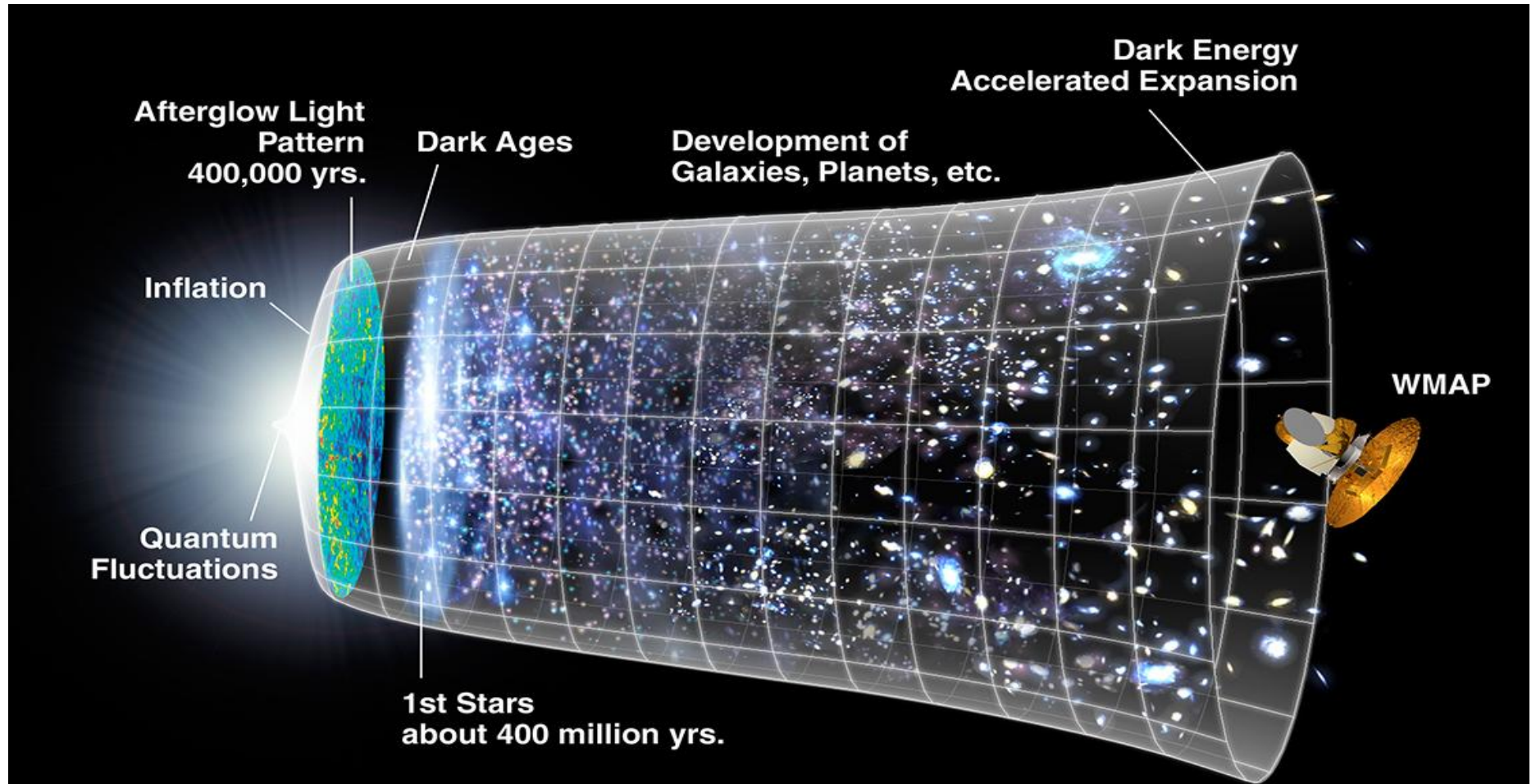


Kosmiczne mikrofalowe promieniowanie tła i materia

- $T=2,725$ K
- fluktuacje temperatury $\sim 10^{-5}$
- tego samego rzędu musiały być fluktuacje materii, która wysłała to promieniowanie
- -> materia w pierwotnym Wszechświecie była rozłożona niemal idealnie jednorodnie



Dark Ages – Ciemne Wieki

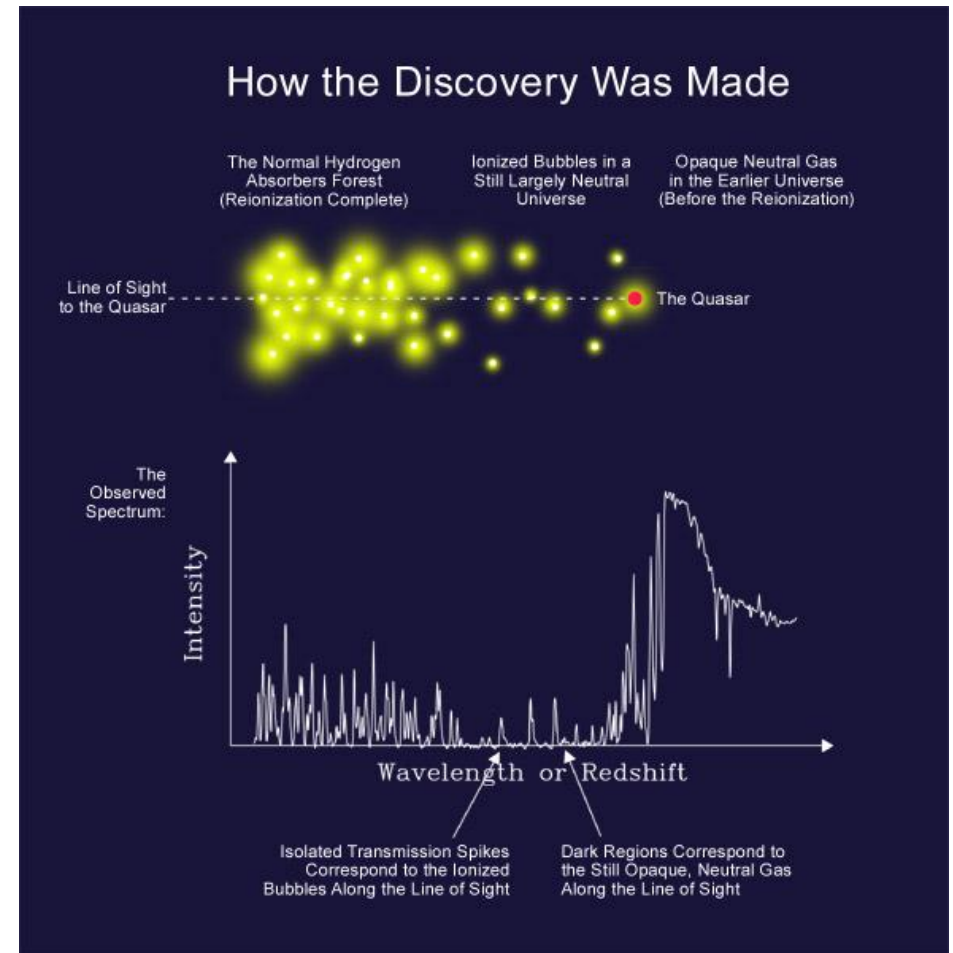


Ciemne wieki i epoka powtórnej jonizacji

- Po rekombinacji Wszechświat wypełniony był (głównie) neutralnym wodorem - wszelkie światło było przezeń pochłaniane (a poza tym źródeł światła nie było...)
- W tym okresie niewielkie zagęszczenia materii z okresu emisji CMB rosły i stawały się nieliniowe – powstawały w nich pierwsze (początkowo) małe galaktyki, a w nich pierwsze gwiazdy.
- Te gwiazdy (szczególnie pierwsze supernowe) powtórnie zjonizowały Wszechświat, w okolicach $z < 10$.
- Proces powtórnej jonizacji zakończył się ok. $z \sim 6$, ale obłoki neutralnego wodoru stosunkowo liczne są jeszcze przy $z \sim 3$.

Ciemne wieki i epoka powtórnej jonizacji

- Coraz więcej obłoków neutralnego wodoru, a wreszcie Wszechświat wypełniony neutralnym wodorem obserwujemy, badając linie absorpcyjne w widmach odległych galaktyk i – przede wszystkim - kwazarów



Ewolucja struktury wielkoskalowej

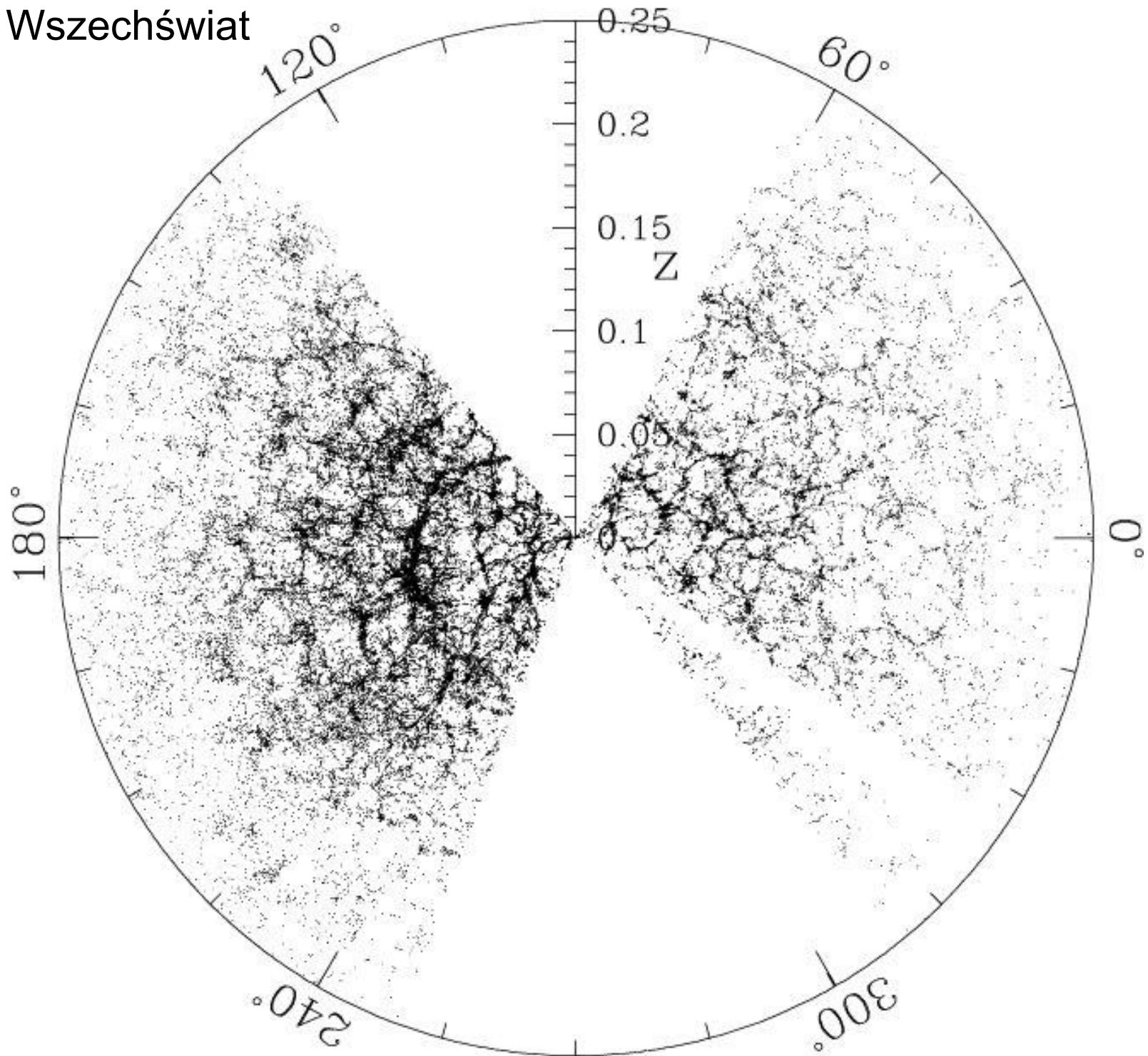
Tuż po rekombinacji, $z \sim 1000$: zaburzenia są małe w niemal wszystkich skalach.

Ciemne wieki, przed $z \sim 10$ --
perturbacje gęstości barionów i ciemnej materii rosną;
w mniejszych skalach perturbacje stają się nieliniowe,
powstają małe galaktyki, w ich studniach potencjału powstają
gwiazdy i jonizują powtórnie Wszechświat

$z=3$ --
Powstała już większość galaktyk. Gwiazdy świecą.
Maksimum aktywności kwazarów.
Tworzą się gromady galaktyk. Wzrost struktur w wielkich
(liniowych) skalach niemal się zatrzymał, ale mniejsze
(nieliniowe) skale ewoluują dalej.

$z=0$ --
Małe galaktyki łączą się tworząc większe;
we Wszechświatach otwartych i ze stałą kosmologiczną

Dzisiejszy Wszechświat
(SDSS)



Dzisiejszy Wszechświat

- Galaktyki różnych typów tworzą grupy, gromady, w większej skali – strukturę wielkoskalową Wszechświata
- Od ok. 2 mld lat Wszechświat rozszerza się coraz szybciej (stała kosmologiczna)

