

Aula 2

A expansão do universo: *O modelo cosmológico padrão e a história térmica do universo*

Elisa G. M. Ferreira

Universidade de São Paulo & Kavli IPMU

IV Escola de Física Jayme Tiomno, 09 de Agosto, 2022

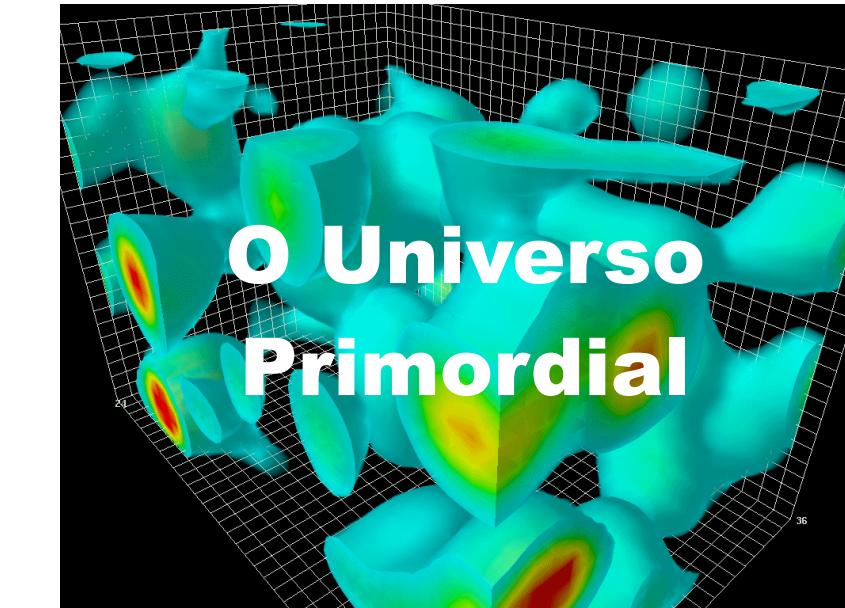
Sumário



Credit: Antonio M. Rosario/Getty Images

Aula 1 -
Geometria e dinâmica

Aula 2 -
O modelo cosmológico padrão
e a história térmica do universo



Ahmed Neutron

Aula 4 -
Universo primordial.
Origem das estruturas

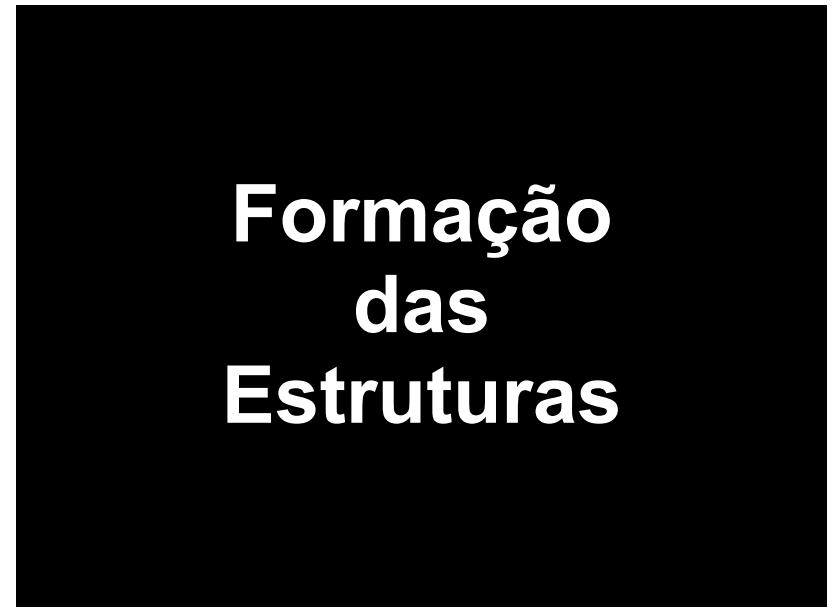


Image credits: Boylan-Kolchin et al. (2009)

Aula 3 -
O universo não homogêneo
Observações cosmológicas



Aula 5 -
O setor escuro do universo

Revisão - Aula 1

Cosmologia

Universo primordial -
IC



IC
Era da
radiação

0
10⁻³² seconds
10⁻³⁰ seconds
1 second
100 seconds
1 year
100 years
380 000 years

Nucleossíntese

Matéria escura- CDM
Formação de estruturas

Time

Recombinação/
Desaclopamento

Formação das
primeiras
galáxias

Energia escura - Λ
Expansão acelerada

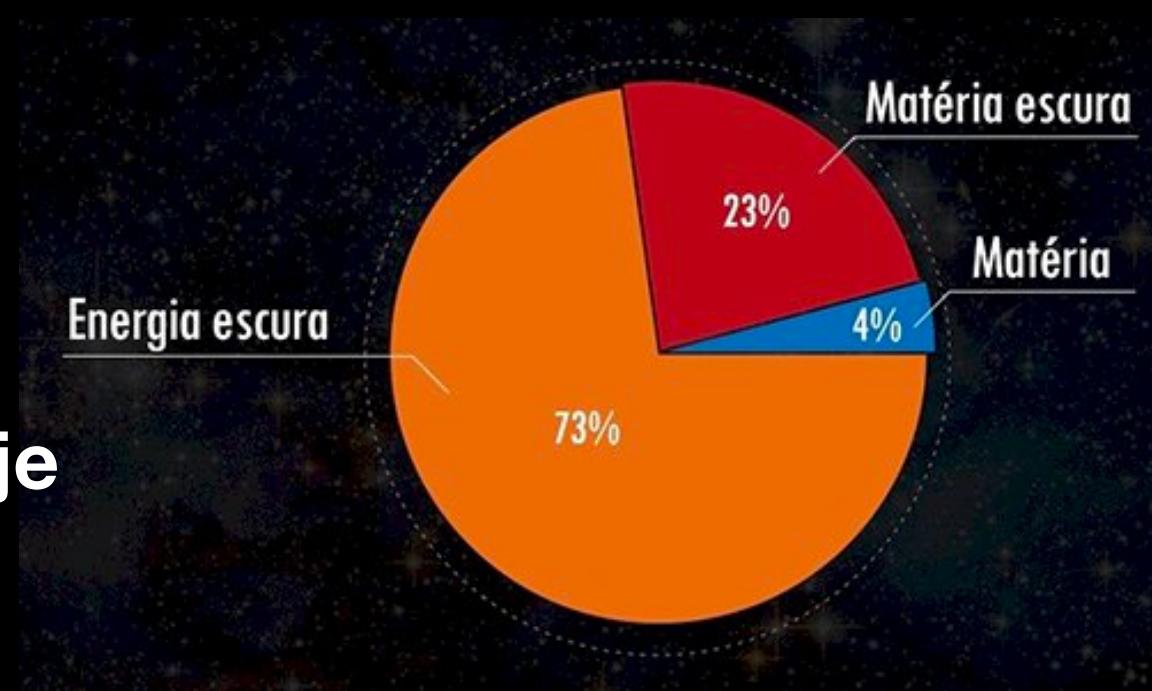


Era da
energia
escura

1 billion years
10 billion years
13.82 billion years

Credit: Nasa

Hoje



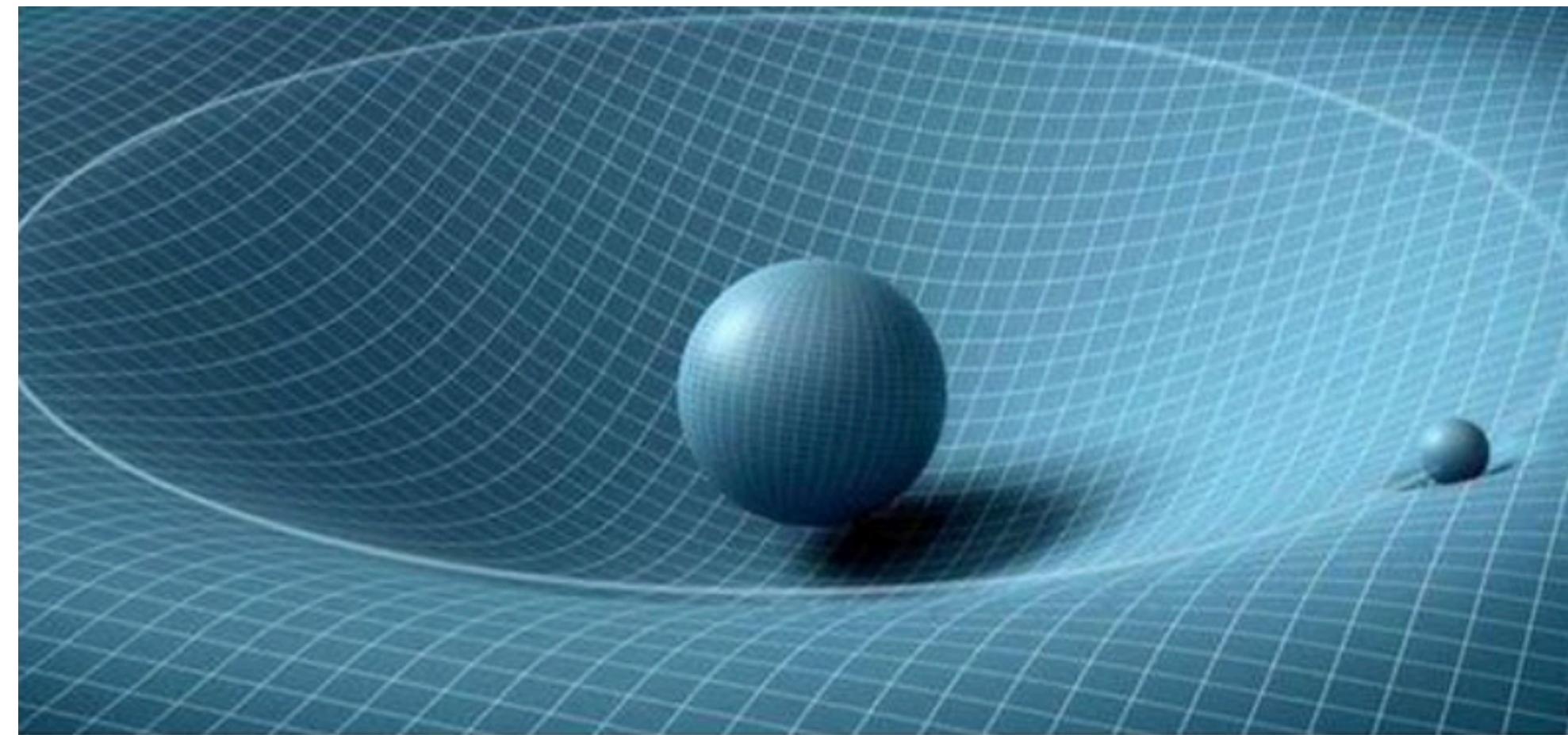
Conceitos úteis de relatividade geral

Relatividade geral: gravidade é geometria!

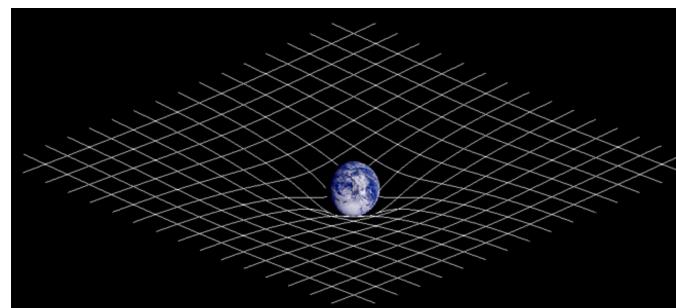
Massa/energia determina a geometria do espaço

Geometria do espaço determinar o movimento de massa/energia

Dinâmica



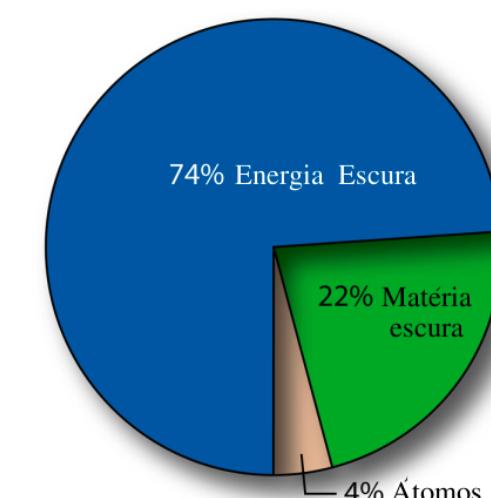
Equações de Einstein



$$G_{\mu\nu} = 8\pi G T_{\mu\nu}$$

Geometria-
Como o universo expande

Componentes



Cinemática e Dinâmica do universo

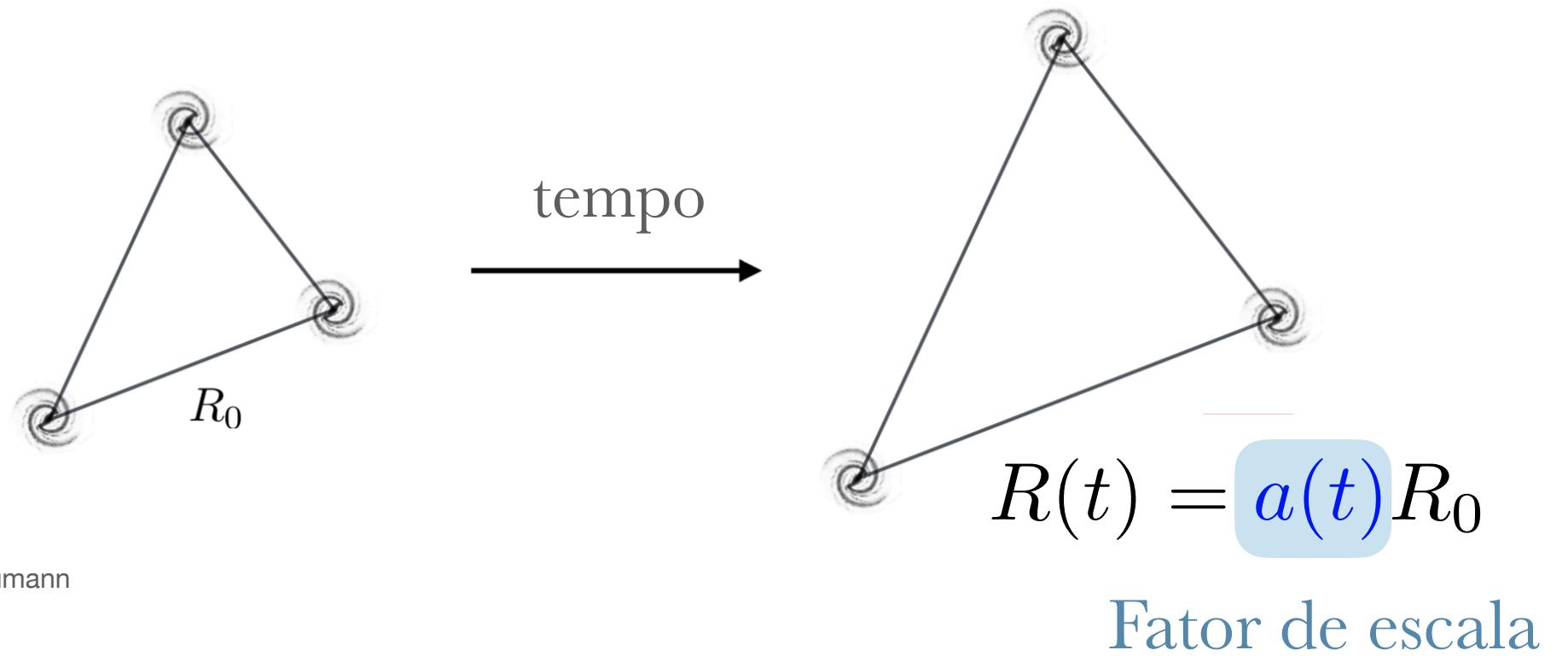
Universo homogêneo
(Fundo cosmológico)



Homogêneo e
isotrópico
+
Fluido perfeito

Expansão do
universo

Cinemática



Crédito: D. Baumann

$$v \equiv \dot{R} = \frac{\dot{a}}{a} \equiv \textcolor{red}{H_0}R$$

Parâmetro (constante) de Hubble:
taxa atual da expansão do universo

Dinâmica

Equações de Friedmann

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = H^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{k}{a^2}$$
$$\frac{\ddot{a}}{a} = \dot{H} + H^2 = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3P)$$

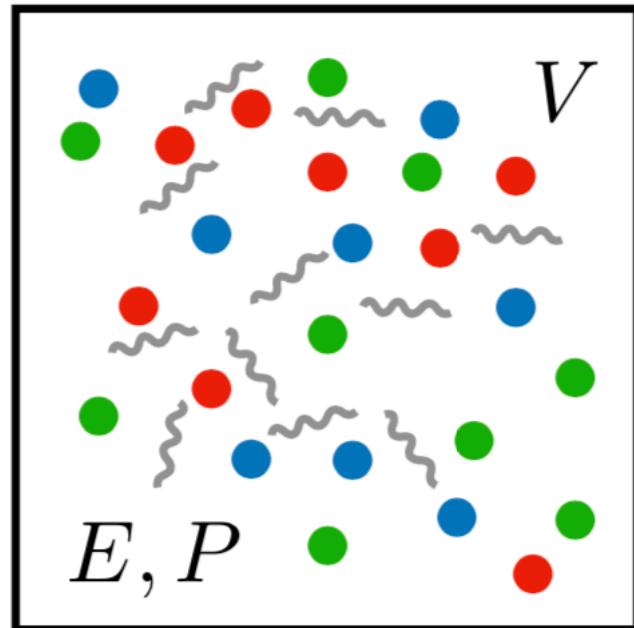
*Equação da continuidade:
conservação da densidade de energia*

$$\dot{\rho} + 3H(\rho + P) = 0$$

Dinâmica - Equação de Friedmann

$\rho(t)$: densidade de energia

$P(t)$: pressão



Crédito: D. Baumann

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = H^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{k}{a^2}$$
$$\frac{\ddot{a}}{a} = \dot{H} + H^2 = -\frac{4\pi G}{3} (\rho + 3P)$$

Equações de Friedmann
(ou Friedmann - Lemaître)

$$\dot{\rho} + 3H(\rho + P) = 0$$

Equação da continuidade:
conservação da densidade de energia

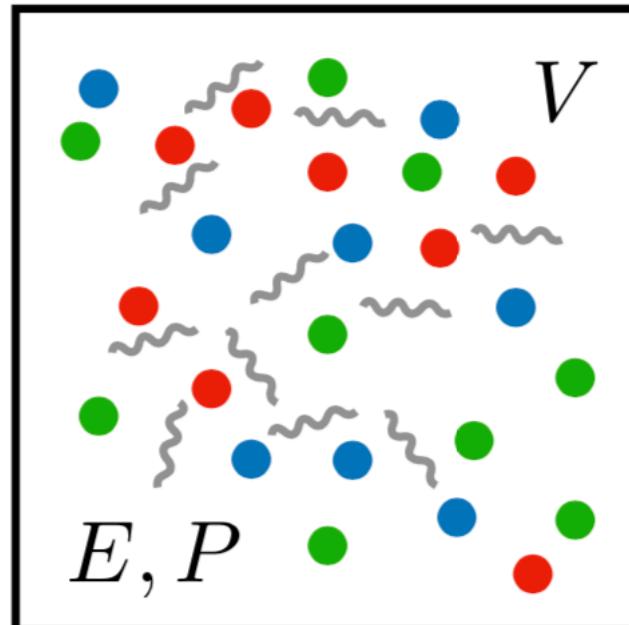
As equações de Friedmann dependem das propriedades do fluido (ρ, p) e da curvatura do universo.

A evolução do fator de escala depende das características do fluido presente no universo!

Dinâmica - Equação de Friedmann

$\rho(t)$: densidade de energia

$P(t)$: pressão



Crédito: D. Baumann

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = H^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{k}{a^2}$$
$$\frac{\ddot{a}}{a} = \dot{H} + H^2 = -\frac{4\pi G}{3} (\rho + 3P)$$

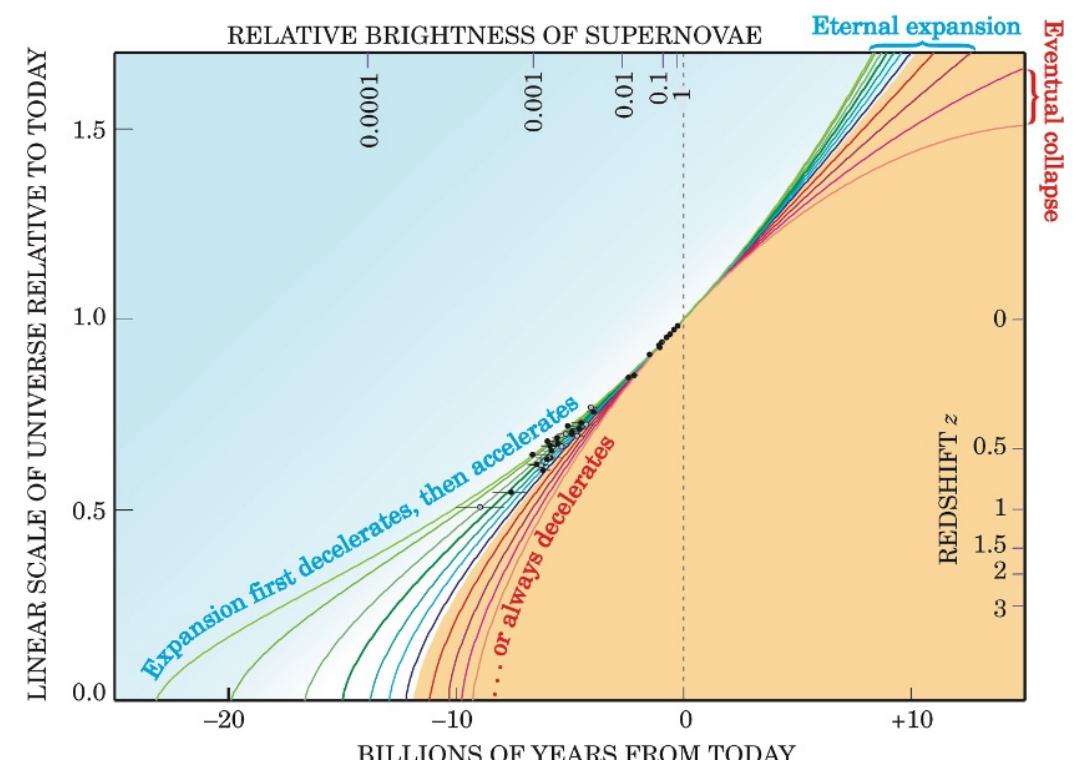
Equações de Friedmann
(ou Friedmann - Lemaître)

$$\dot{\rho} + 3H(\rho + P) = 0$$

Equação da continuidade:
conservação da densidade de energia

As equações de Friedmann dependem das propriedades do fluido (ρ, p) e da curvatura do universo.

A evolução do fator de escala depende das características do fluido presente no universo!



Dinâmica - Equação de Friedmann

$\rho(t)$: densidade de energia

$P(t)$: pressão

$$1 = \Omega_{tot} - \frac{k}{a^2 H^2}$$

$$\Omega_i = \frac{\rho_i}{\rho_{crit}}, \quad \rho_{crit} = \frac{3H_0}{8\pi G}$$

$$\left(\frac{\dot{a}}{a} \right)^2 = H^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{k}{a^2}$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = \dot{H} + H^2 = -\frac{4\pi G}{3} (\rho + 3P)$$

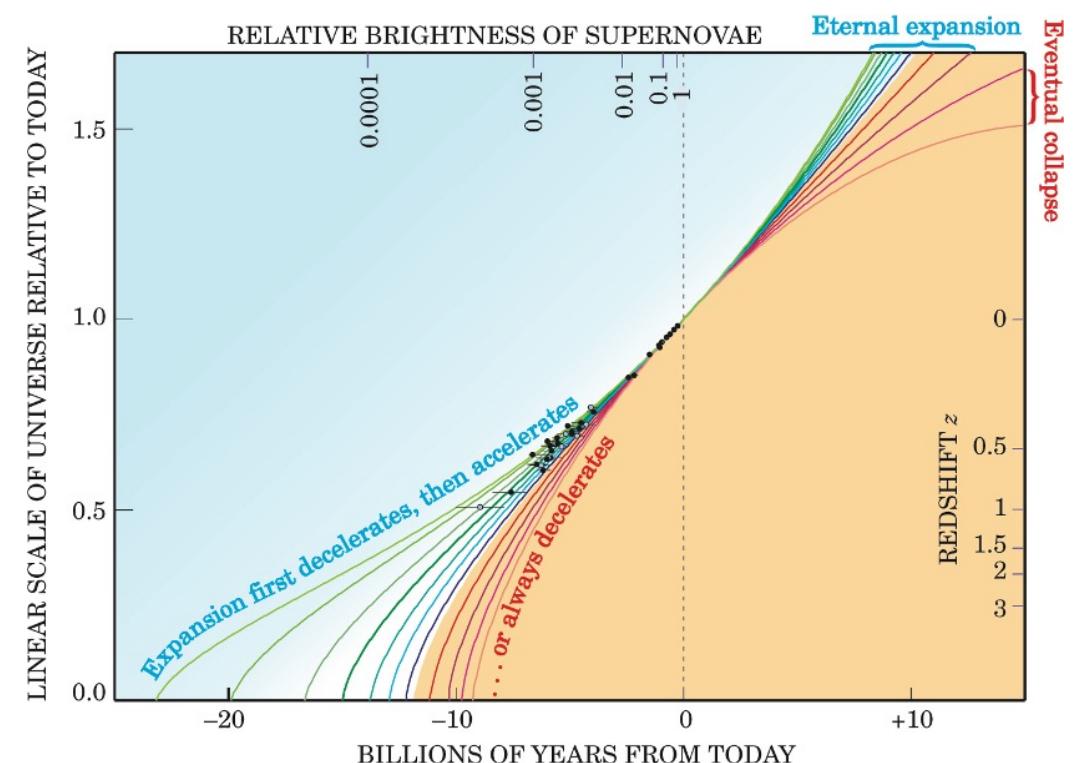
$$\dot{\rho} + 3H(\rho + P) = 0$$

Equações de Friedmann
(ou Friedmann - Lemaître)

Equação da continuidade:
conservação da densidade de energia

As equações de Friedmann dependem das propriedades do fluido (ρ, p) e da curvatura do universo.

A evolução do fator de escala depende das características do fluido presente no universo!



Dinâmica - Equação de Friedmann

$\rho(t)$: densidade de energia

$P(t)$: pressão

$$1 = \Omega_{tot} \quad \xleftarrow{k=0}$$

$$\Omega_i = \frac{\rho_i}{\rho_{crit}}, \quad \rho_{crit} = \frac{3H_0}{8\pi G}$$

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = H^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{k}{a^2}$$

$$\frac{\ddot{a}}{a} = \dot{H} + H^2 = -\frac{4\pi G}{3} (\rho + 3P)$$

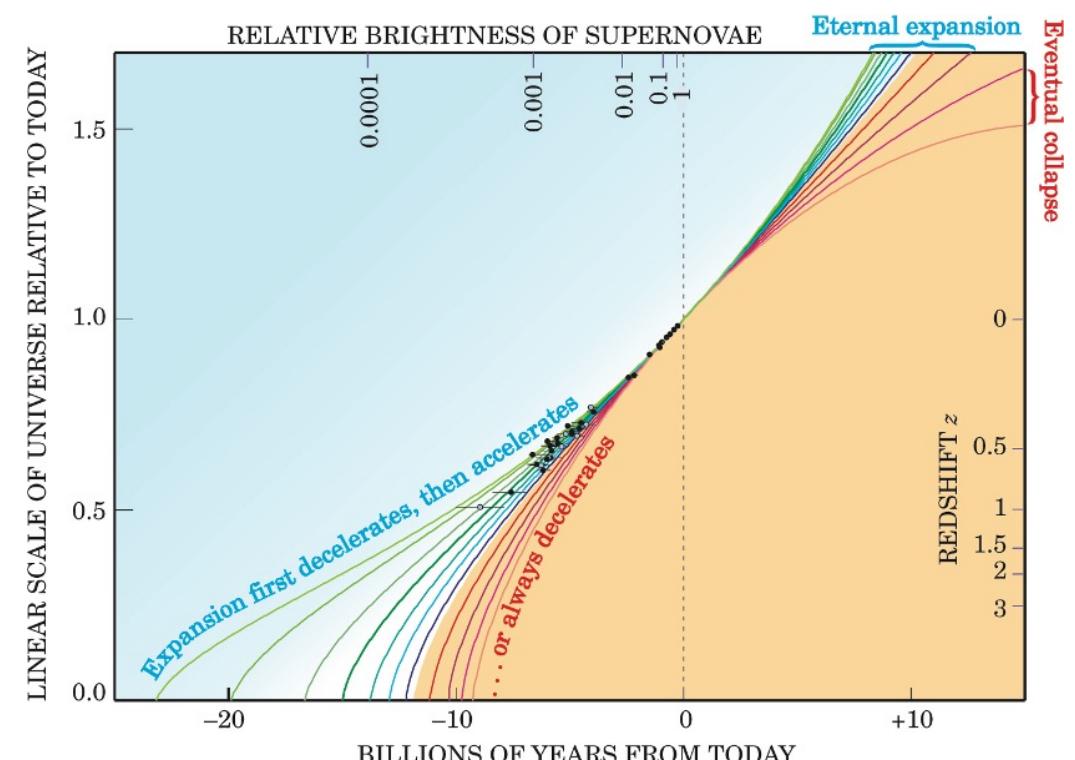
$$\dot{\rho} + 3H(\rho + P) = 0$$

Equações de Friedmann
(ou Friedmann - Lemaître)

Equação da continuidade:
conservação da densidade de energia

As equações de Friedmann dependem das propriedades do fluido (ρ, p) e da curvatura do universo.

A evolução do fator de escala depende das características do fluido presente no universo!



Dinâmica - Equação de Friedmann

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = H^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho - \frac{k}{a^2}$$
$$\frac{\ddot{a}}{a} = \dot{H} + H^2 = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3P)$$

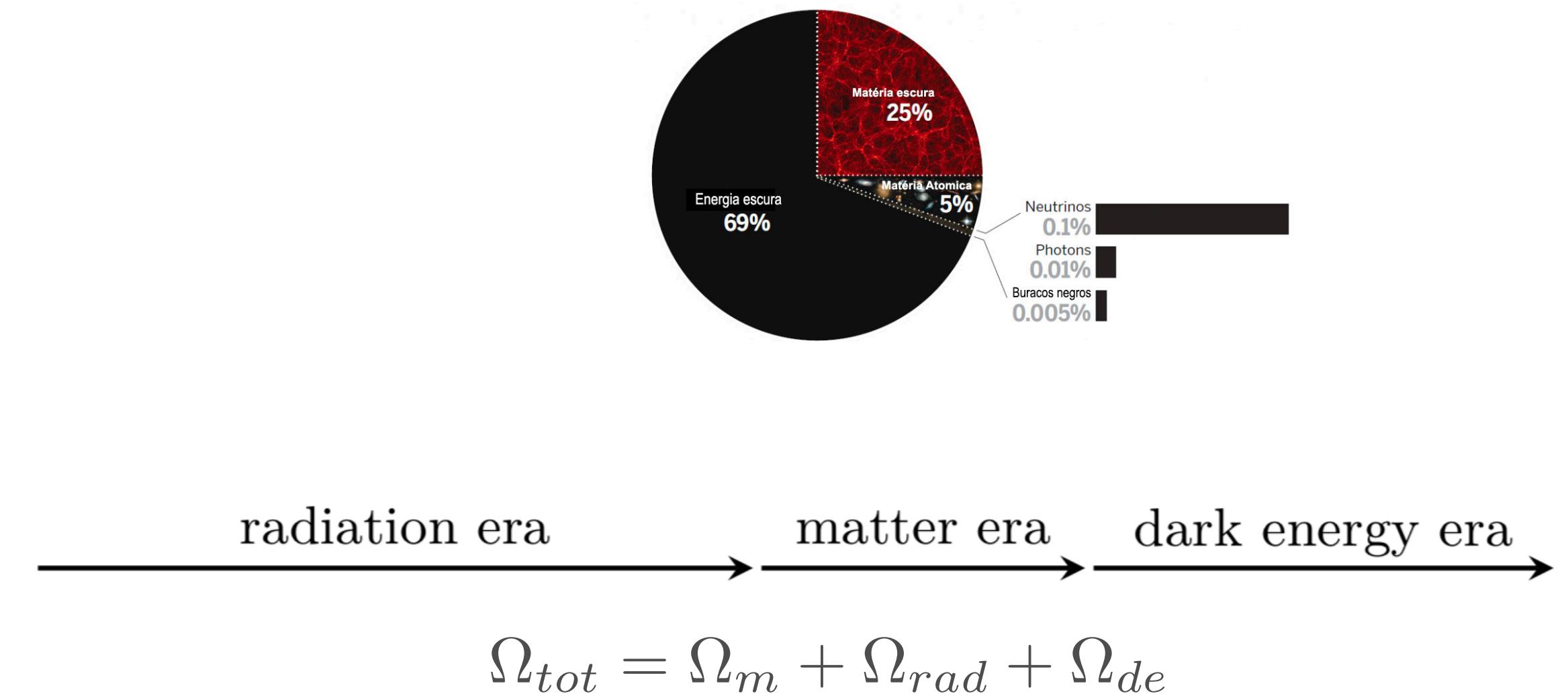
*Equações de Friedmann
(ou Friedmann - Lemaître)*

As equações de Friedmann (e da continuidade) são um sistema de equações que nos fornecem a dinâmica de $a(t)$, $\rho(t)$ e $p(t)$. Contudo, para sua total determinação é necessário um sistema com três equações linearmente independentes. Precisamos ainda colocar a informação referente à **característica do fluido** presente. Como podemos ver acima, cada fluido induzirá uma diferente comportamento do universo.

Objetivo dessa aula:

1.

- Descrever como é a expansão do universo para cada componente presente nele
- Entender como foi a expansão do universo



2.

- Dado isso, vamos mostrar qual é o modelo cosmológico padrão (MCP) ou modelo do Big Bang quente

3.

- Vamos estudar os momentos mais importantes do universo, que nos deram as estruturas que temos hoje

Componentes do universo

Para descrevermos o universo homogêneo, nós usamos fluidos perfeitos, regidos pela equação:

$$\dot{\rho} + 3H(\rho + P) = 0$$

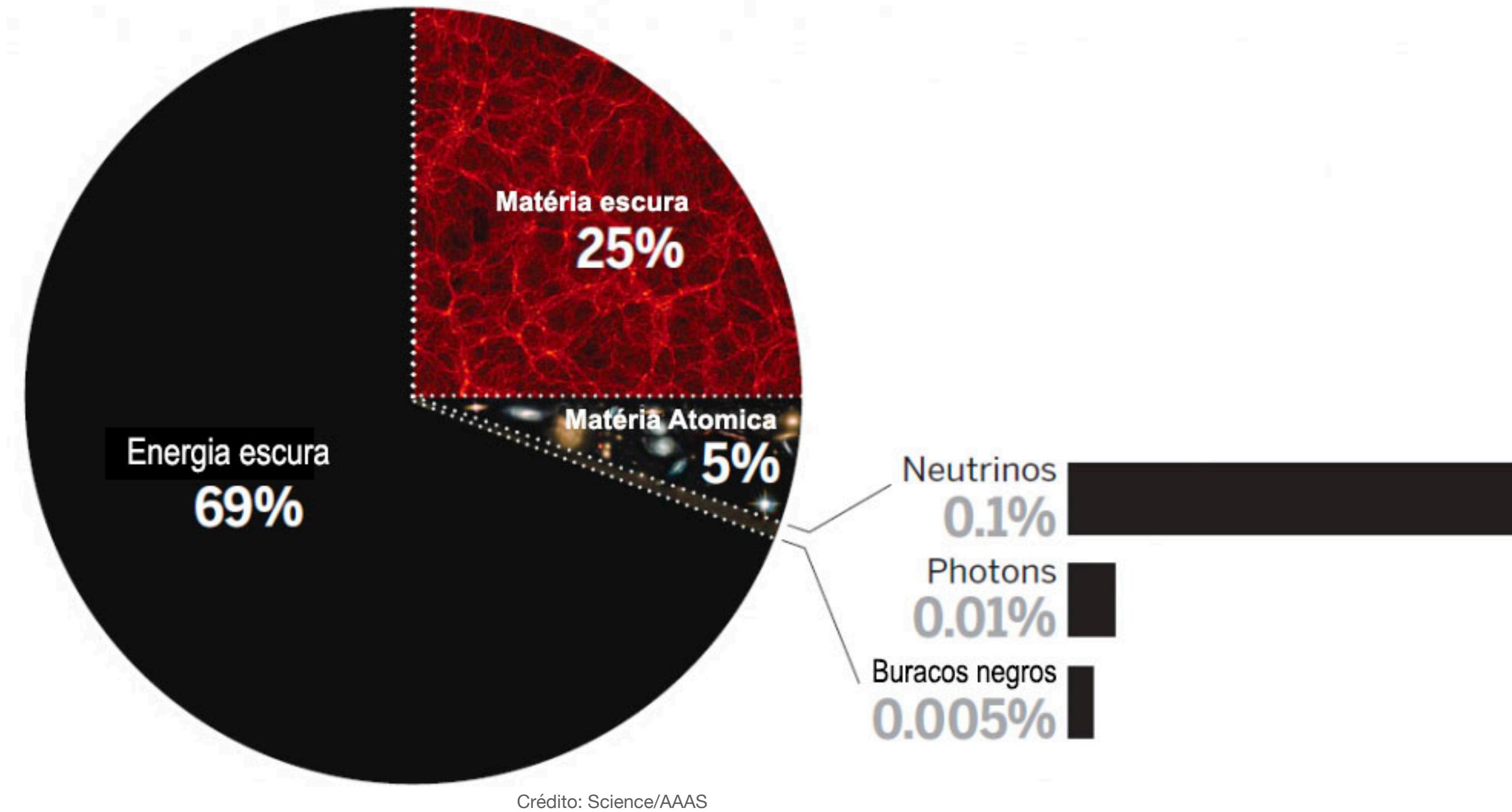
Fluidos cosmológicos são descritos por uma **equação de estado** constante

$$\omega = \frac{P}{\rho}$$

Dessa maneira, podemos resolver a equação dos fluidos:

$$\frac{\dot{\rho}}{\rho} = -3(1+w)\frac{\dot{a}}{a} \longrightarrow \boxed{\rho \propto a^{-3(1+w)}}$$

Componentes do universo

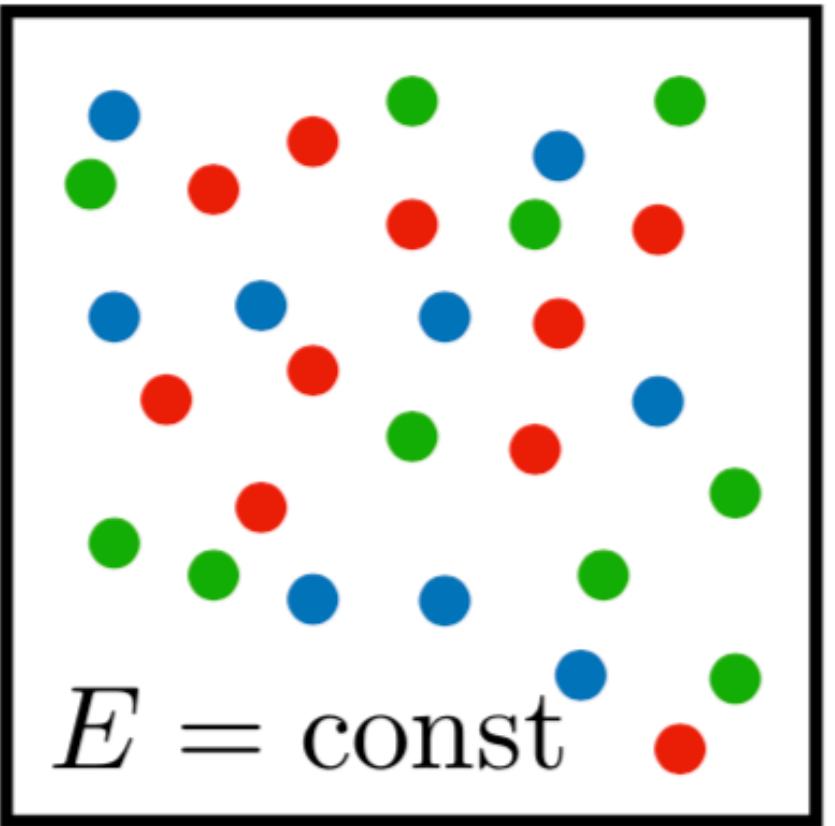


Cada componente evolui e leva a uma expansão do universo diferente.
Vamos estudar como cada componente do nosso universo evolui.

Matéria

Matéria é um fluido caracterizado por:

- **Frio**: se move com velocidade muito menor que c
- **Pressão zero**: sofre atração gravitacional, aglomera



Crédito: D. Baumann

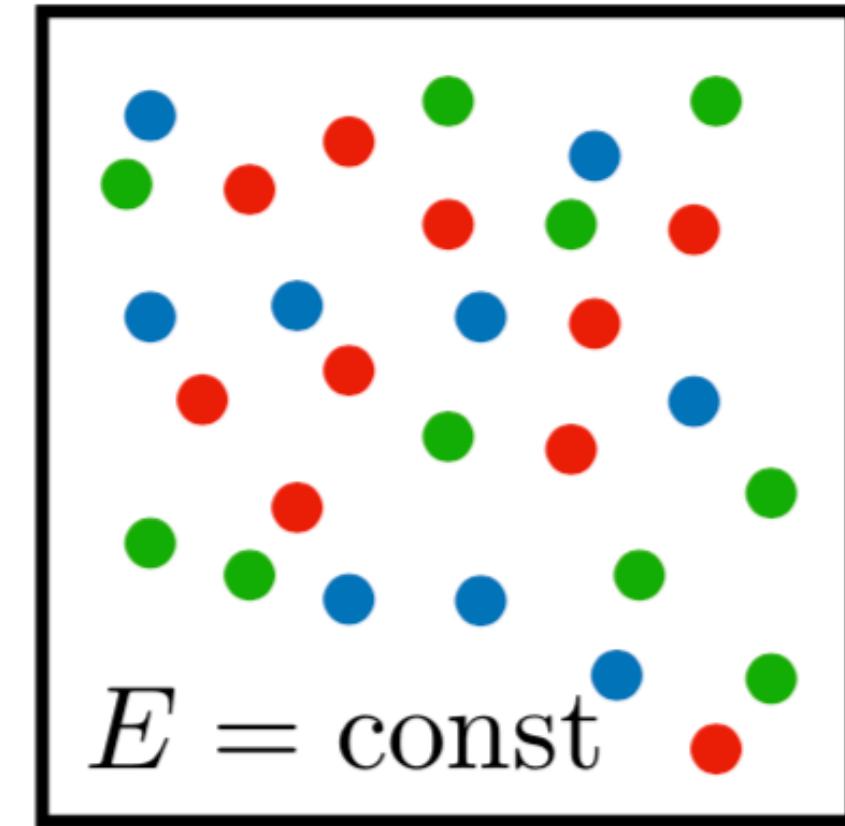
Matéria

Matéria é um fluido sem pressão ($\omega = 0$):

$$P = 0$$



$$\rho \equiv \frac{E}{V} \propto a^{-3}$$



Crédito: D. Baumann

Inserindo na eq. de Friedmann, temos que a matéria evolui como:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 \propto \rho \propto a^{-3}$$



$$a \propto t^{2/3}$$

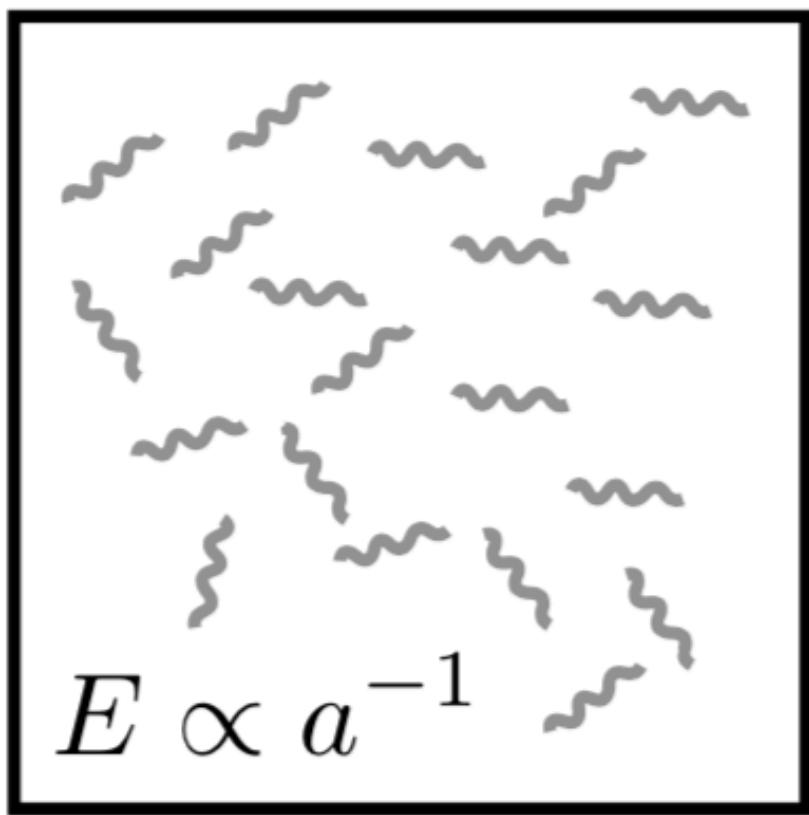
No nosso universo, 2 componentes se comportam como matéria:

matéria escura (25% do total - 85% da matéria) e a matéria ordinária (5% do total - 15% da matéria).

Radiação

Radiação é um fluido:

- **Relativístico:** se move com velocidade c



Crédito: D. Baumann

Também chamado de matéria relativística.

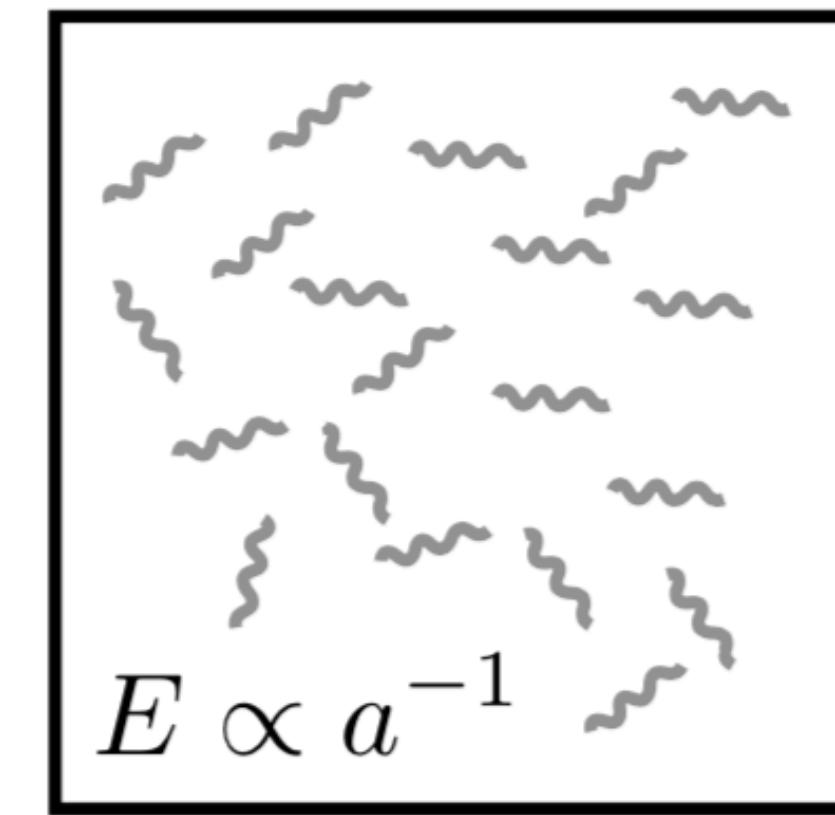
Radiação

Radiação é um fluido relativístico ($\omega = 1/3$):

$$P = \frac{1}{3}\rho$$



$$\rho \equiv \frac{E}{V} \propto a^{-4}$$



Crédito: D. Baumann

Inserindo na eq. de Friedmann, a radiação evolui como:

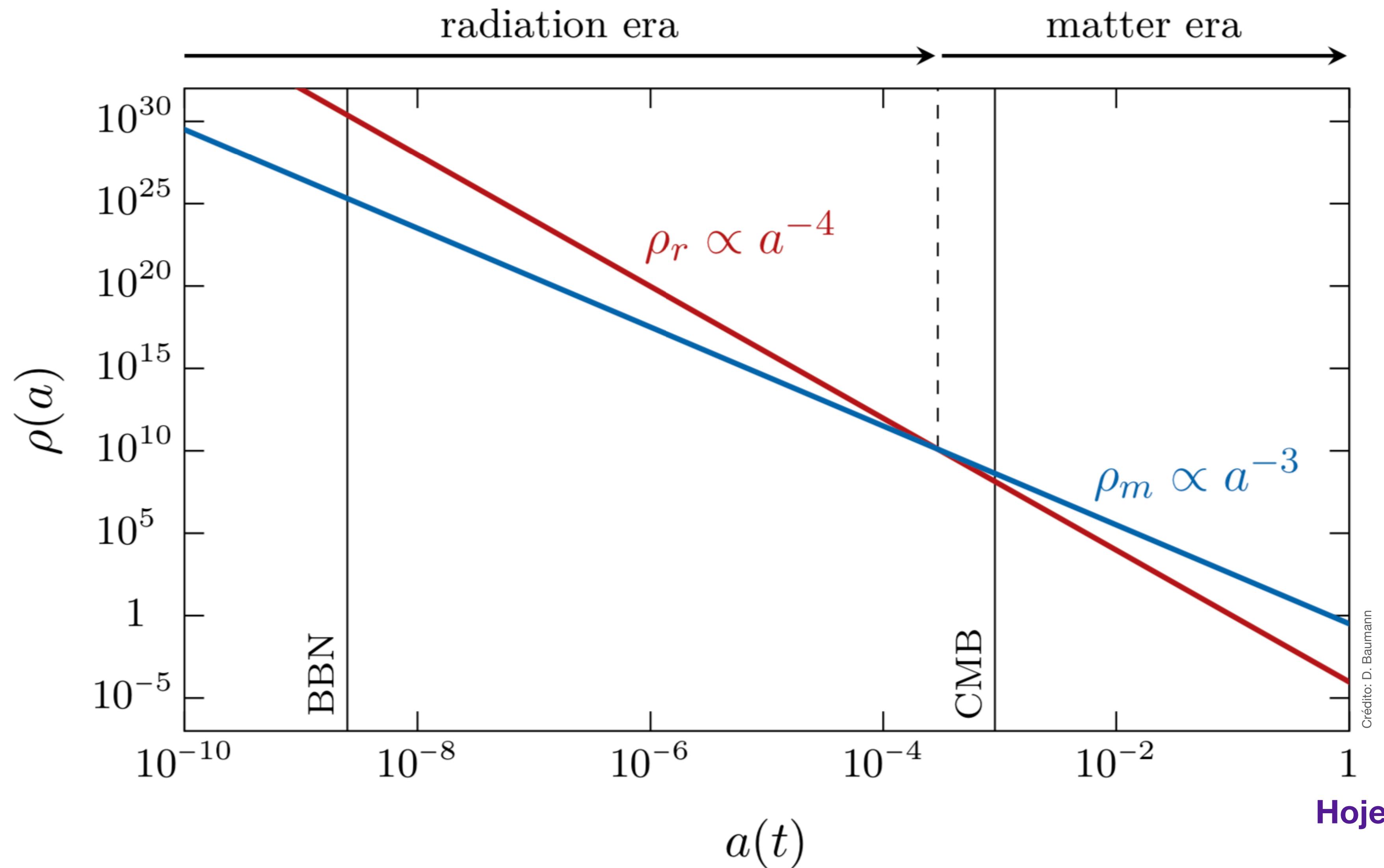
$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 \propto \rho \propto a^{-4}$$



$$a \propto t^{1/2}$$

Radiação domina a evolução do universo inicialmente, antes da matéria.

Matéria e Radiação



Crédito: D. Baumann

Hoje

Energia escura

Dados nos indicam que o universo está expandindo de maneira acelerada

$$\ddot{a} > 0$$

Aceleração

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p) > 0$$

desaceleração



$$w = \frac{p}{\rho} < -\frac{1}{3}$$

$$E \propto V$$

Crédito: D. Baumann

A componente que é a fonte dessa aceleração, chamamos de **energia escura**

$$\ddot{a} < 0$$

Expansão desacelera

$$P > -\frac{1}{3}\rho$$

$$\ddot{a} > 0$$

Expansão acelera

$$P < -\frac{1}{3}\rho$$

Energia escura

$$\ddot{a} < 0$$

Expansão desacelera

$$\ddot{a} > 0$$

Expansão acelera

$$E \propto V$$

Crédito: D. Baumann

$$P > -\frac{1}{3}\rho$$

$$P < -\frac{1}{3}\rho$$

Dados nos indicam que o universo está expandindo de maneira acelerada $\ddot{a} > 0$

Aceleração

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p) > 0$$

desaceleração



$$w = \frac{p}{\rho} < -\frac{1}{3}$$

A componente que é a fonte dessa aceleração, chamamos de **energia escura**

Energia escura

Dados nos indicam que o universo está expandindo de maneira acelerada

$$\ddot{a} > 0$$

Aceleração

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p) > 0$$

desaceleração



$$w = \frac{p}{\rho} < -\frac{1}{3}$$

$$E \propto V$$

Crédito: D. Baumann

A componente que é a fonte dessa aceleração, chamamos de **energia escura**

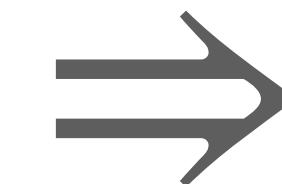
Constante cosmológica

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3p) + \frac{\Lambda}{3}$$

acelera a expansão

+

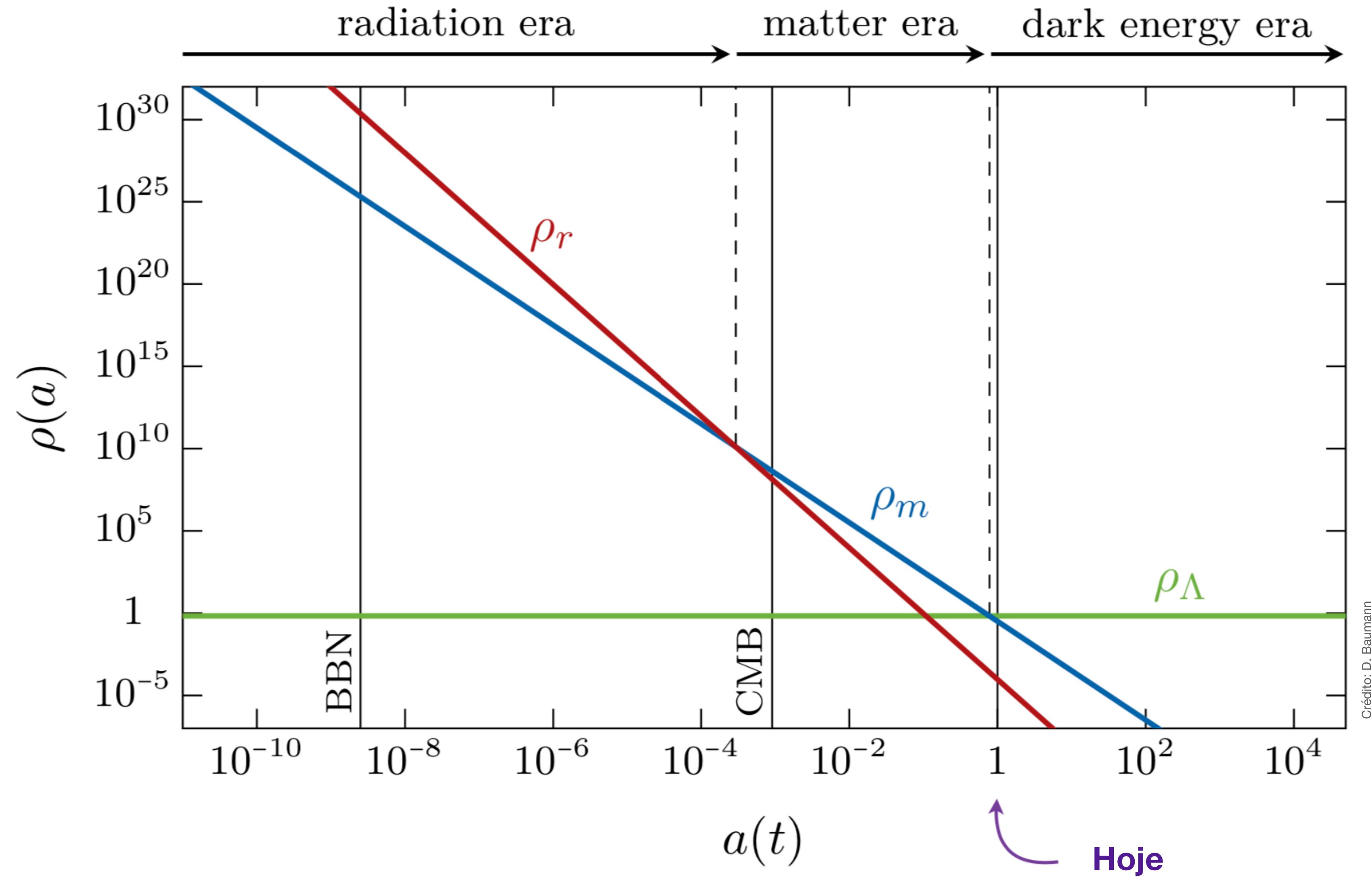
$$w = -1$$



$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 \propto \rho = \text{const}$$

$$a \propto e^{H_0 t}$$

Matéria, Radiação e Energia escura



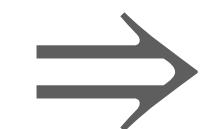
Perguntas?

Sumário

Universo homogêneo
(Fundo cosmológico)

Homogêneo e
isotrópico
+
Fluido perfeito

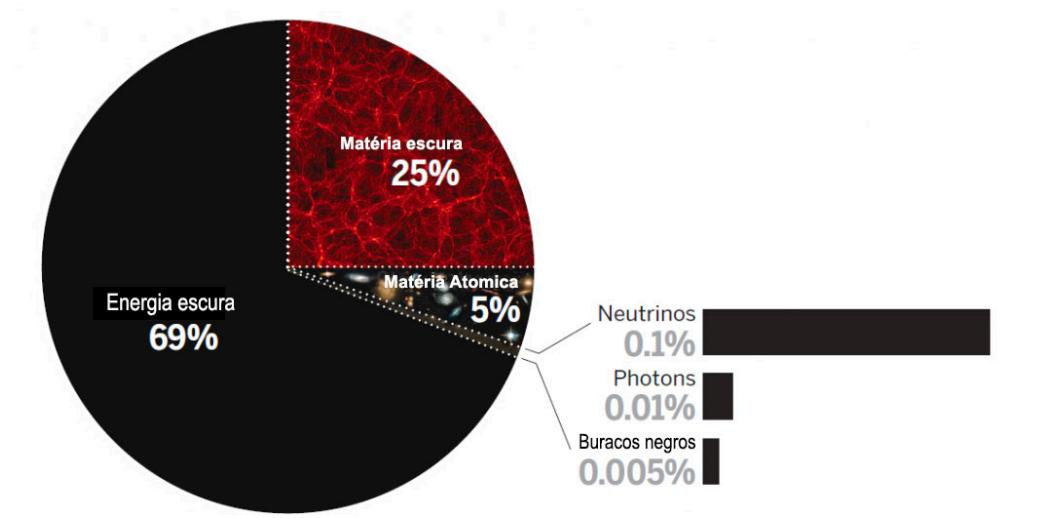
Expansão do
universo



$$\frac{\dot{\rho}}{\rho} = -3(1+w)\frac{\dot{a}}{a}$$

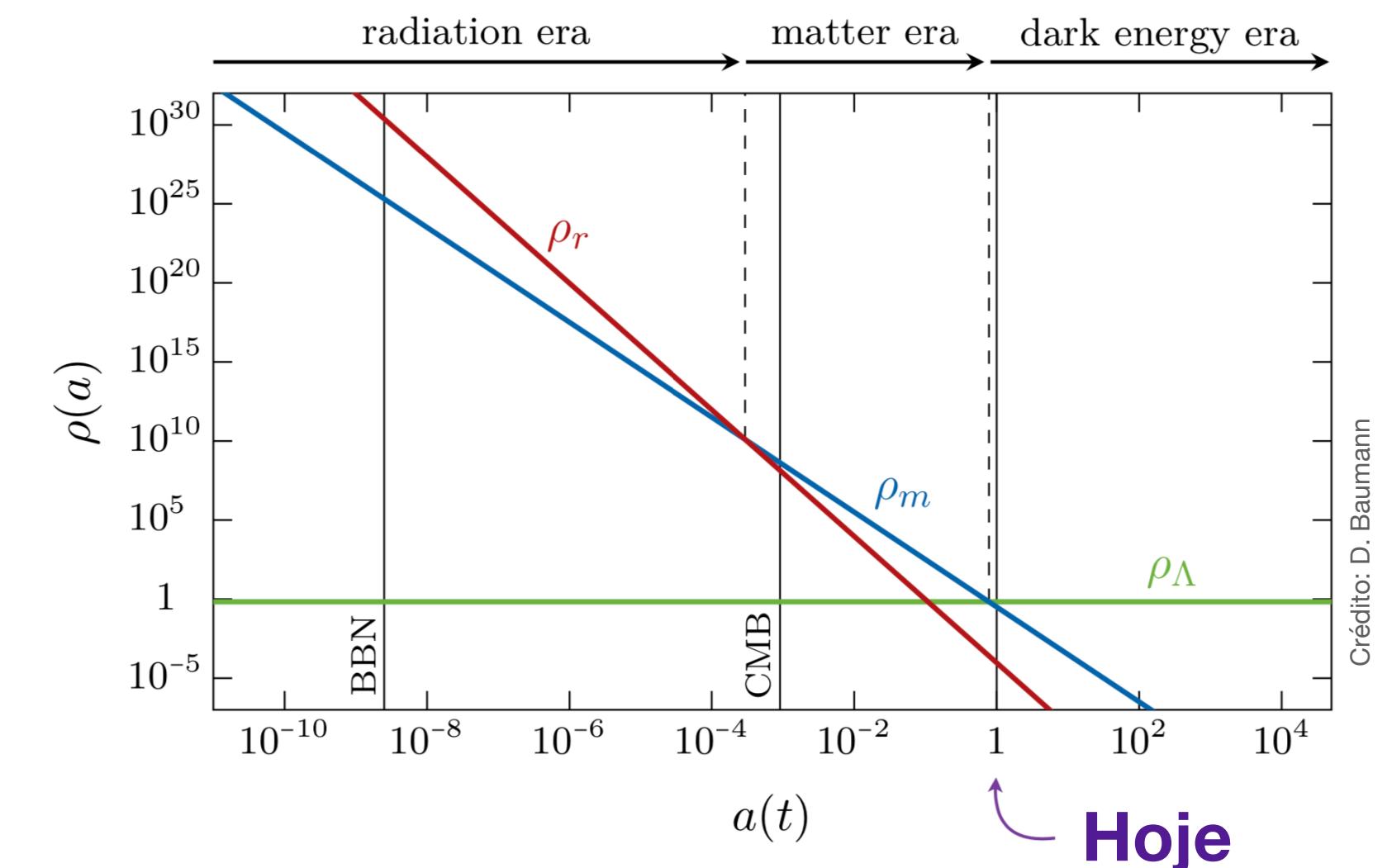
$$\rho \propto a^{-3(1+w)}$$

Componentes do universo



radiation era → matter era → dark energy era

$$\Omega_{tot} = \Omega_m + \Omega_{rad} + \Omega_{de}$$

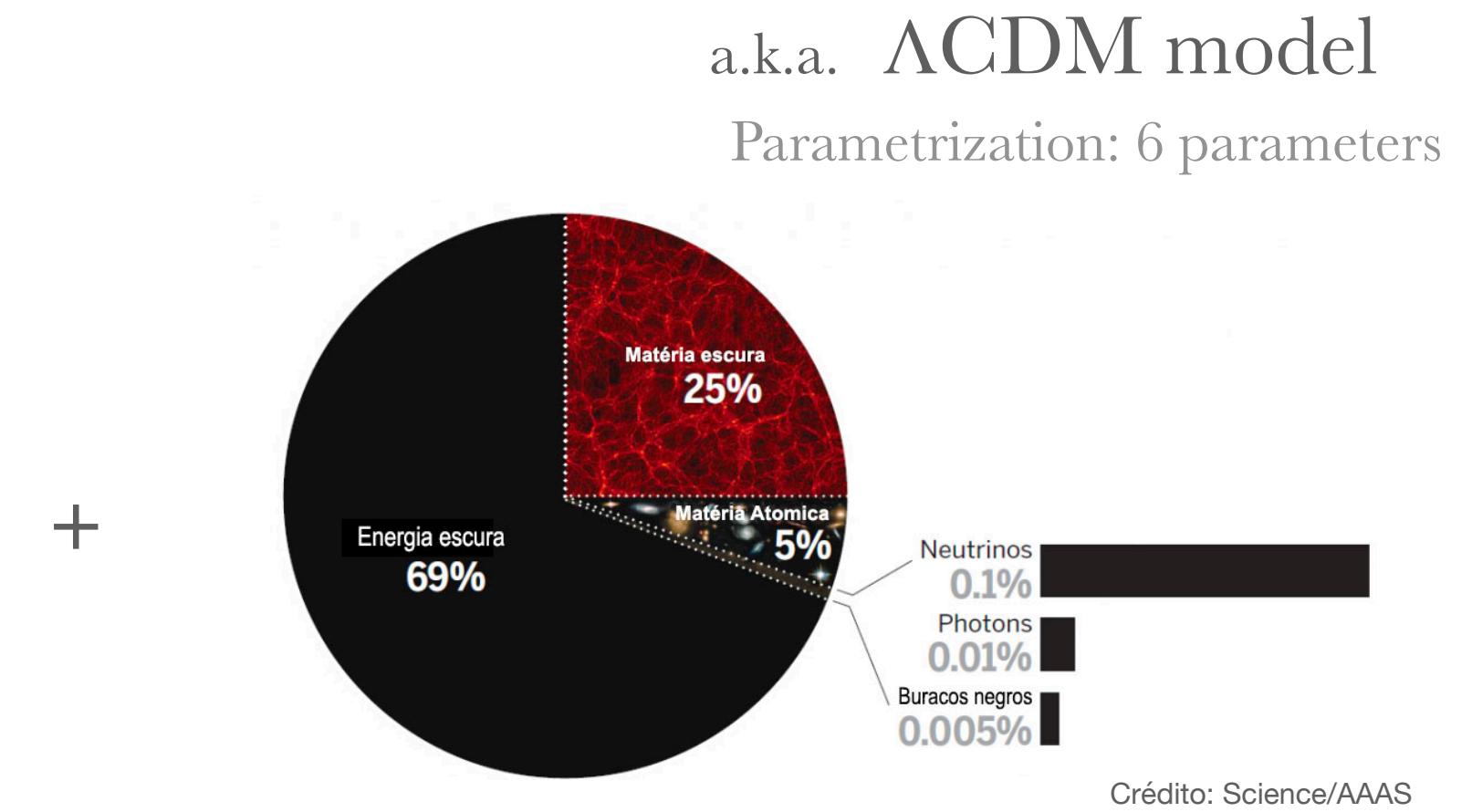
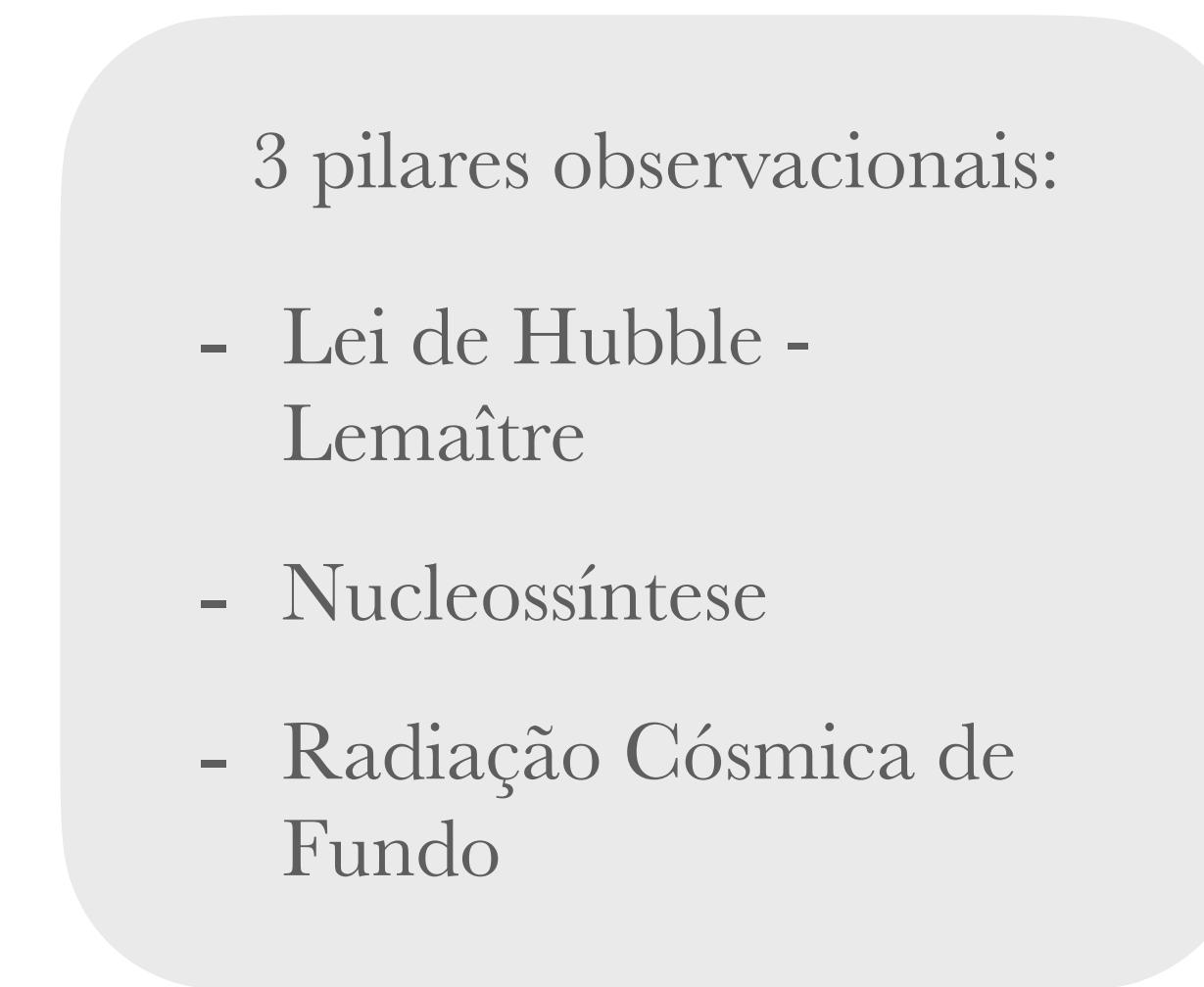


Crédito: D. Baumann

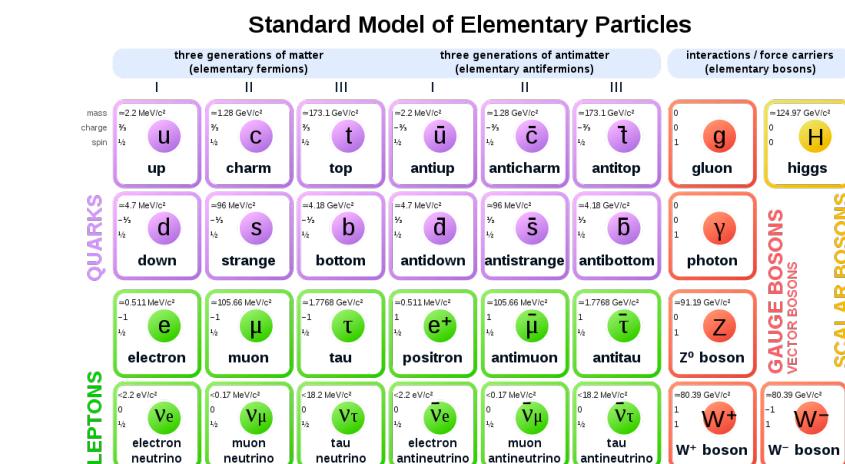
O modelo cosmológico padrão

Modelo cosmológico padrão

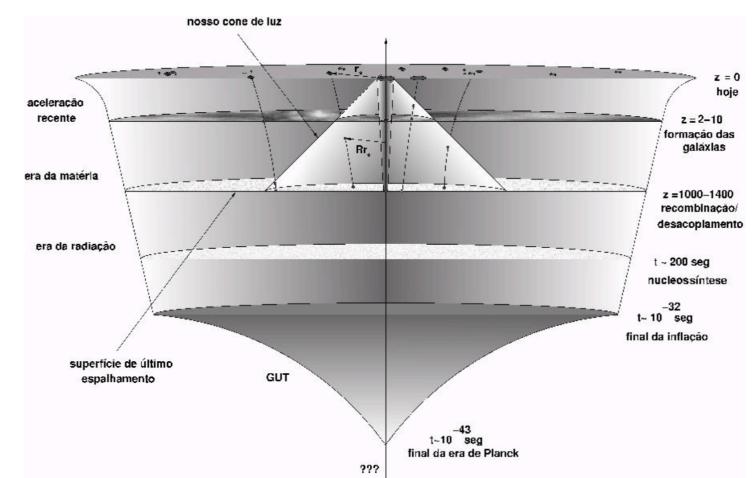
O MCP não só descreve a evolução e composição do nosso universo, mas explica o universo que temos hoje. Ele também inclui o modelo padrão das partículas elementares e explica a evolução e formação das partículas e estruturas que temos hoje.



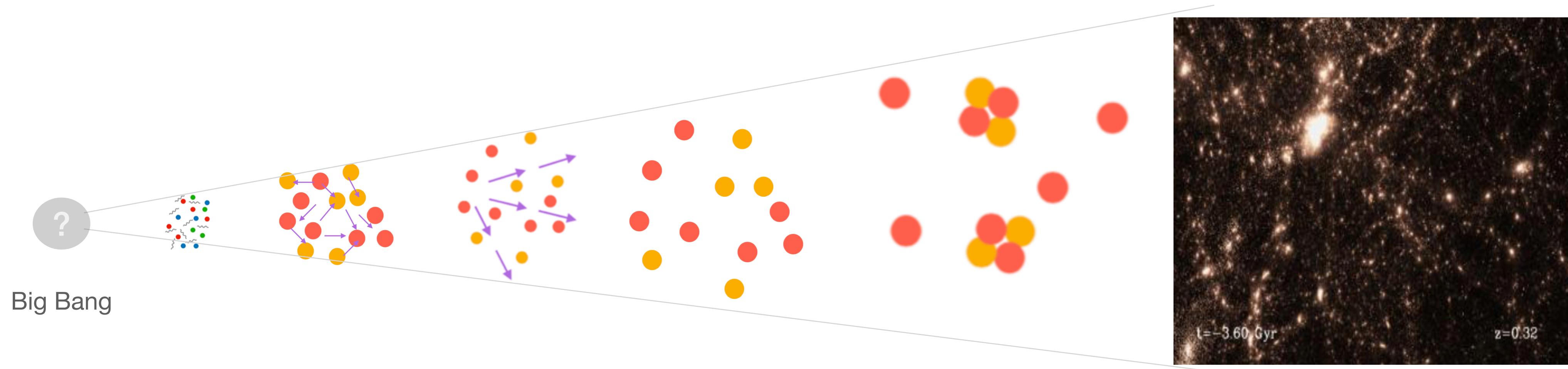
Modelo padrão das partículas elementares



História térmica



Modelo cosmológico padrão - Modelo do Big Bang quente



Se o universo está em expansão, isso quer dizer anteriormente sua energia estava contida em uma região muito pequena, **quente** e densa.

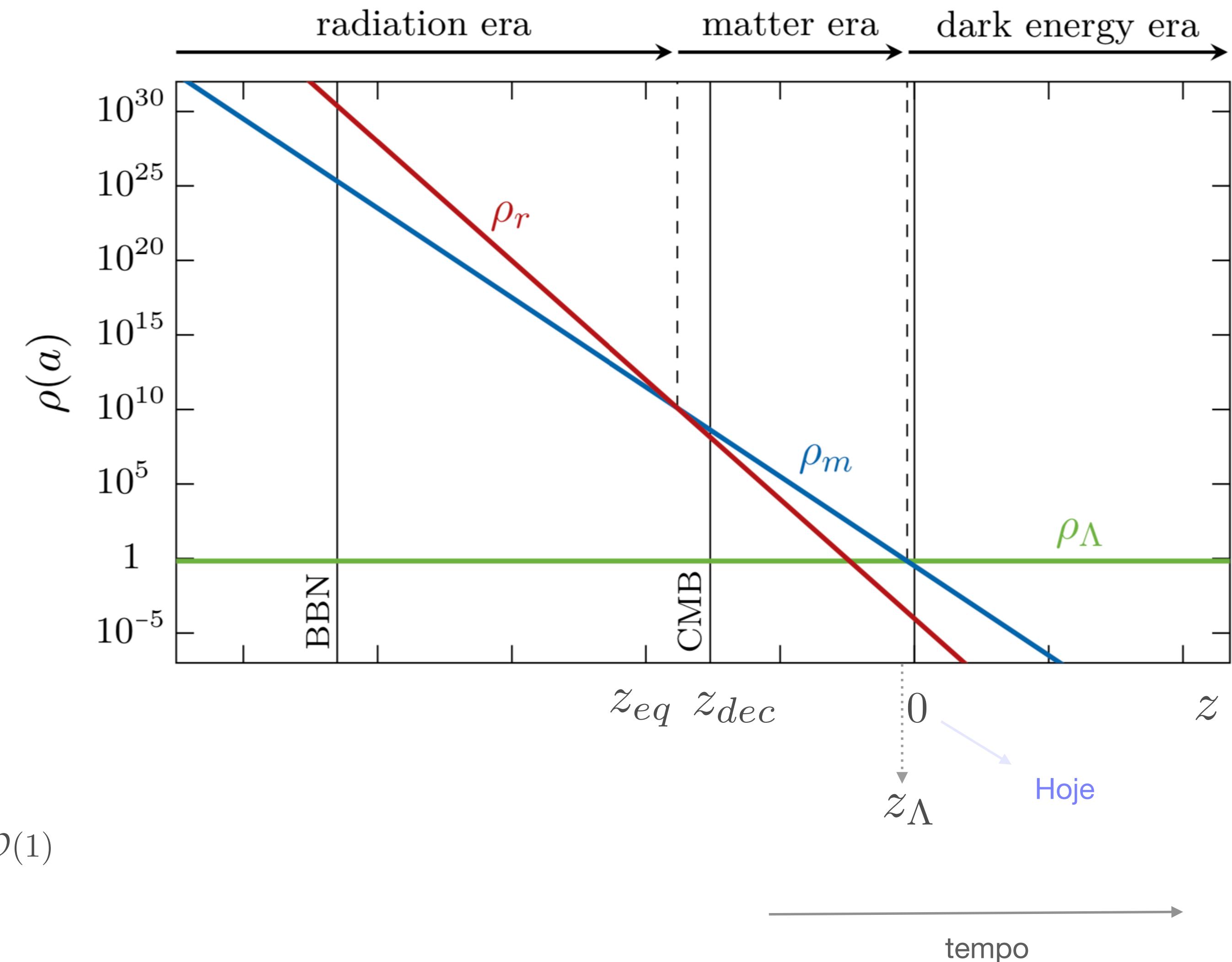
Modelo cosmológico padrão

$$\begin{cases} \Omega_m = \Omega_m^0 (1+z)^3, & \text{matéria,} \\ \Omega_{rad} = \Omega_{rad}^0 (1+z)^4, & \text{radiação,} \\ \Omega_\Lambda = \Omega_\Lambda^0 (1+z)^{3(1+\omega)}, & \text{energia escura,} \end{cases}$$

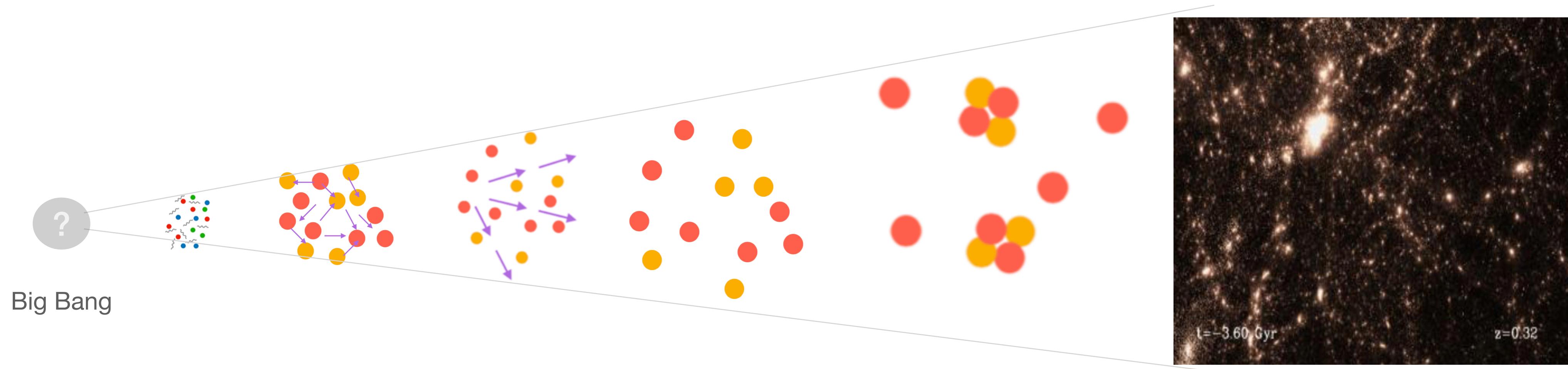
- $z > z_{eq} \sim 10^4$: Época em que a radiação domina;
- $z_{eq} > z > z_\Lambda$: Época em que a matéria domina;
- $z < z_\Lambda$: Época em que a energia escura domina.

$$z_{eq} = \frac{\rho_{crit}\Omega_m}{\rho_{rad}^0} - 1 \simeq 2,26 \times 10^4 \Omega_m h_{75}^2$$

$$z_\Lambda = \left(\frac{\Omega_\Lambda}{\Omega_m}\right)^{-1/3\omega} - 1, \quad \xrightarrow{?} \quad z_\Lambda = \mathcal{O}(1)$$



Modelo cosmológico padrão - Modelo do Big Bang quente



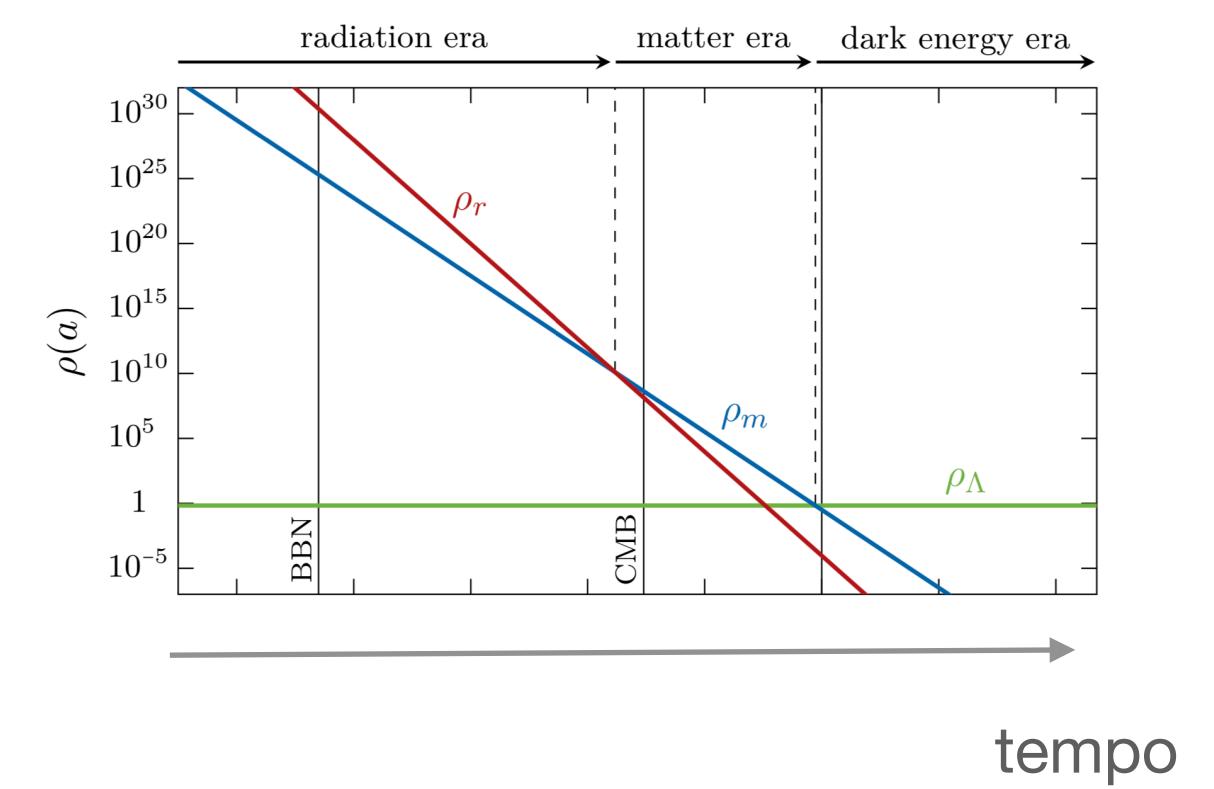
Se o universo está em expansão, isso quer dizer anteriormente sua energia estava contida em uma região muito pequena, **quente** e densa.

$$\rho_{rad}(T) = \sum_{i=1}^n \alpha_i g_i \left(\frac{\pi^2}{30} \right) T^4$$

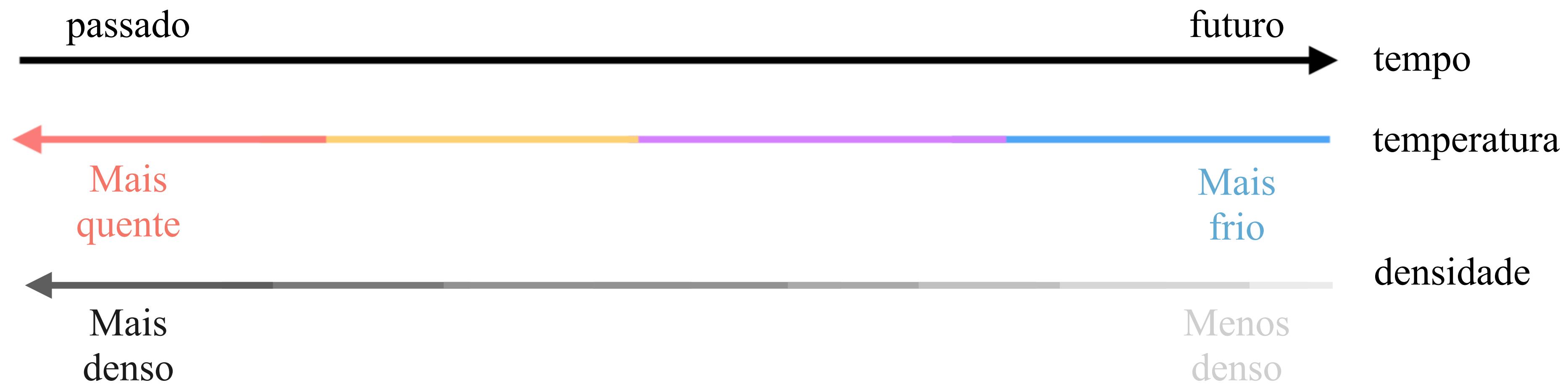
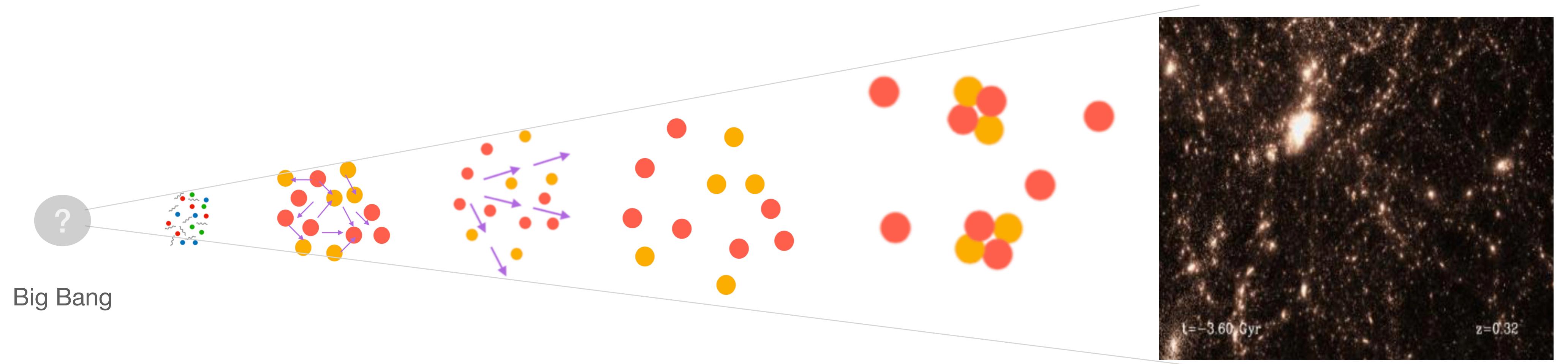
→

$$T_{rad}(z) = T_{rad}^0 (1 + z)$$

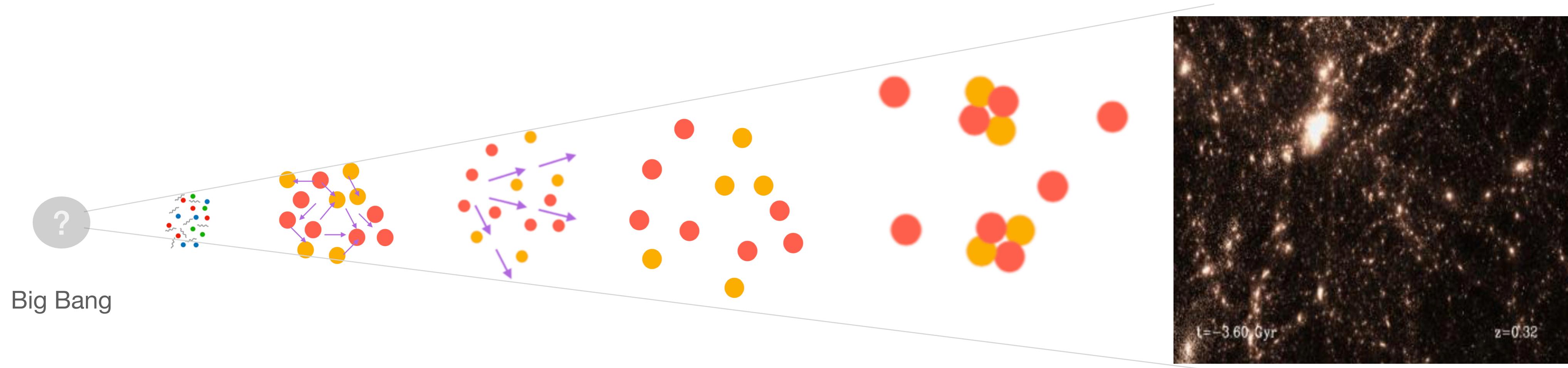
$\downarrow t \quad \uparrow z \quad \uparrow T$



Modelo cosmológico padrão - Modelo do Big Bang quente



Modelo cosmológico padrão - Modelo do Big Bang quente



Universo que começou de uma região quente e densa, Big Bang, e se expandindo e esfriando.

Ele é composto por radiação, neutrinos, matéria escura, bárions e energia escura.

Hoje em dia, é dominado pela energia escura, que leva a uma expansão acelerada.

Ele explica a evolução das estruturas do universo (a partir de pequenas perturbações iniciais) e a formação e abundância dos elementos presentes no nosso universo (MP das partículas elementares).

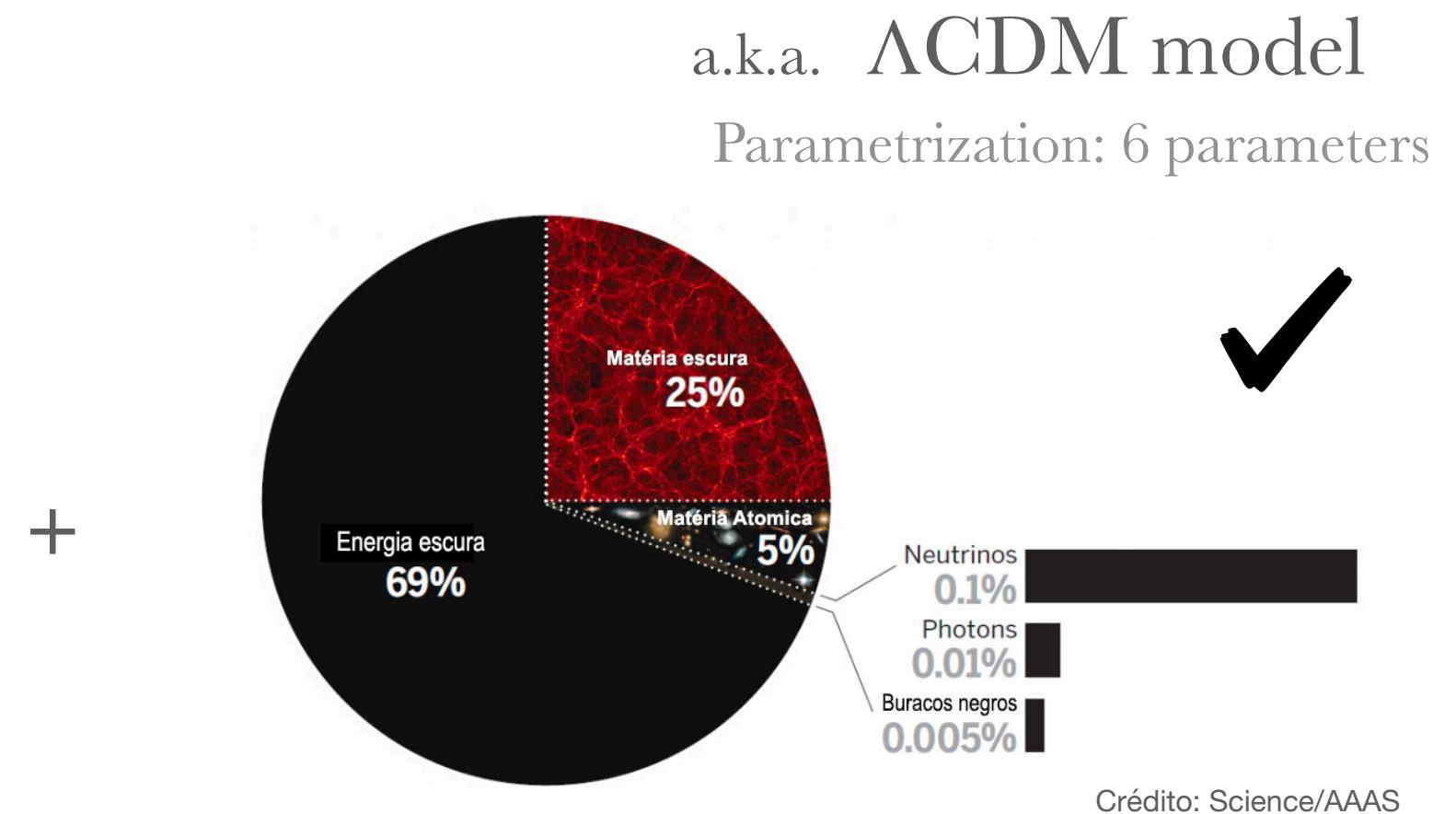
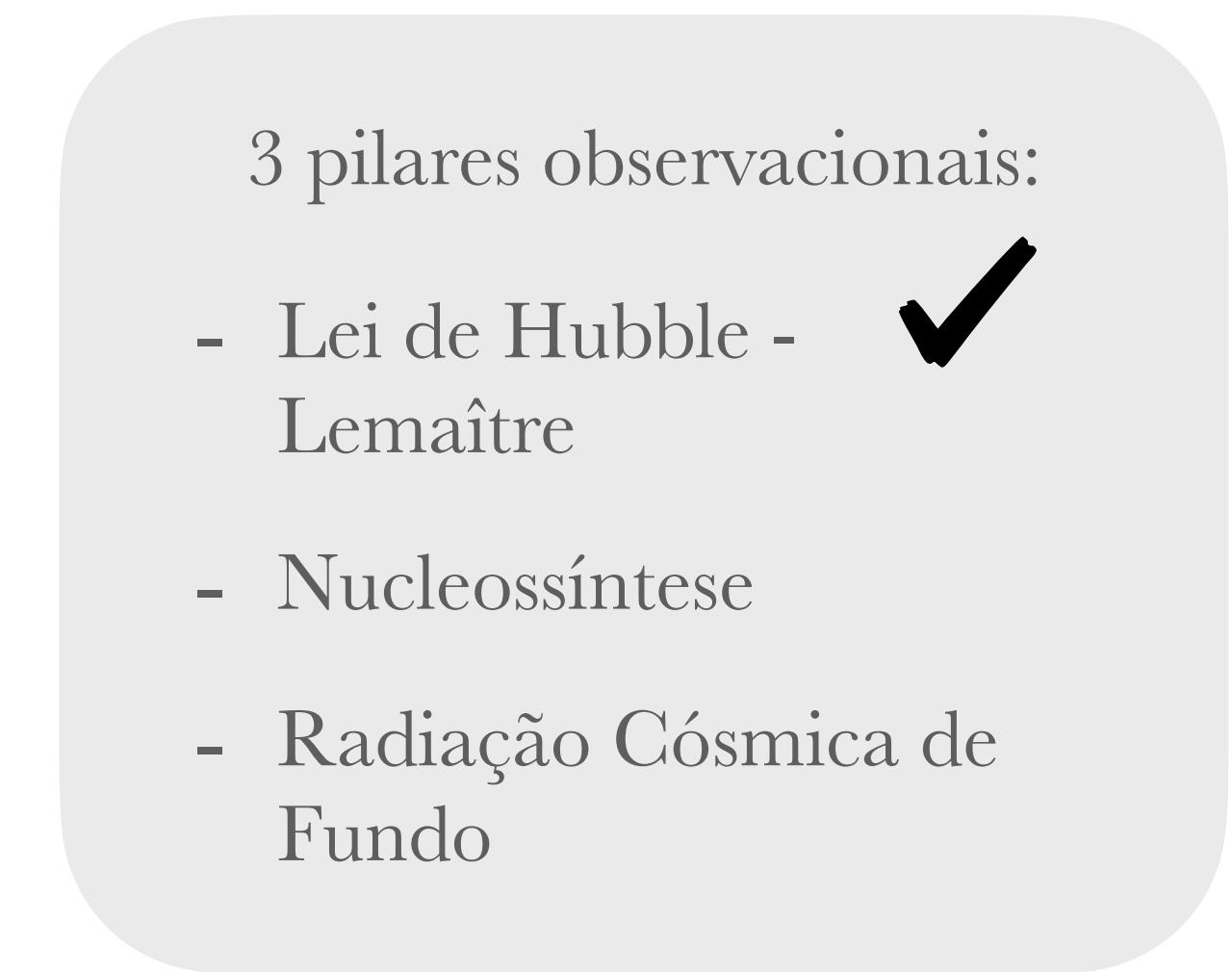
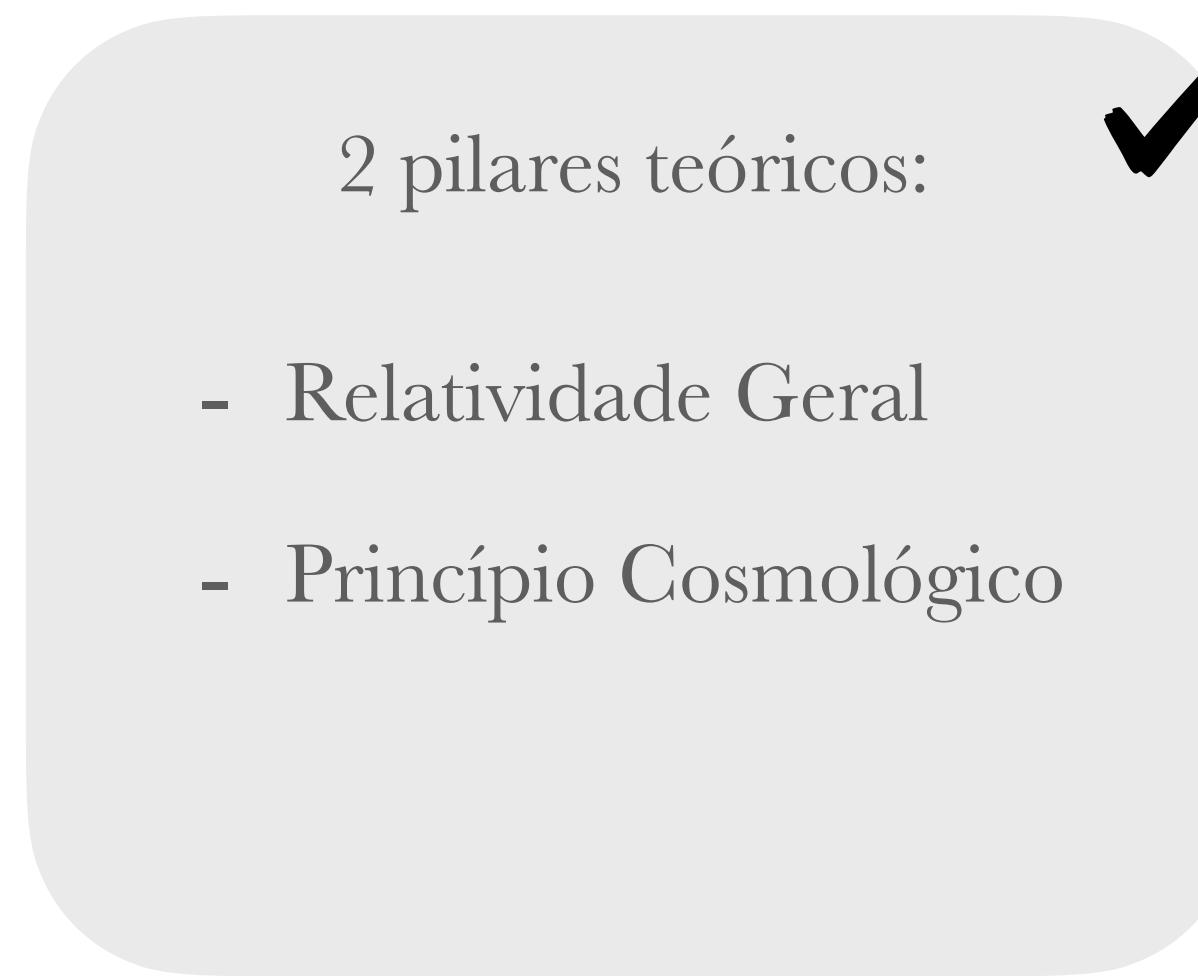
Λ CDM: parametriza esse modelo padrão usando 6 parâmetros!

Origem dessas perturbações?

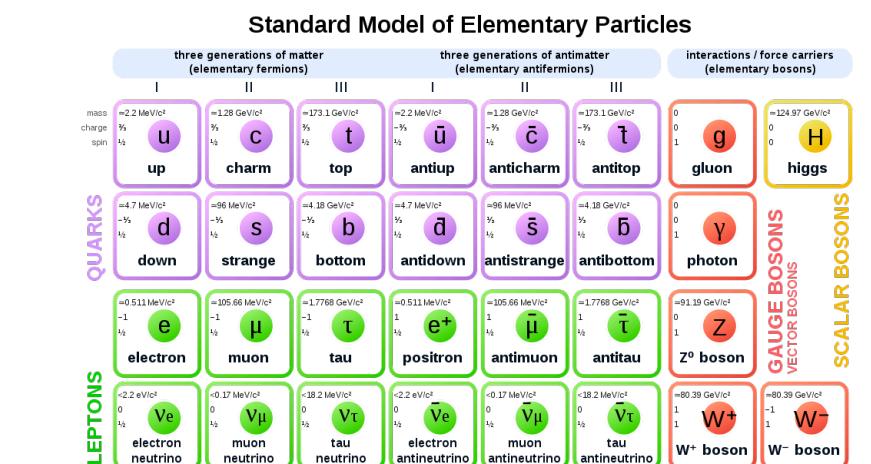
Aula 4

Modelo cosmológico padrão

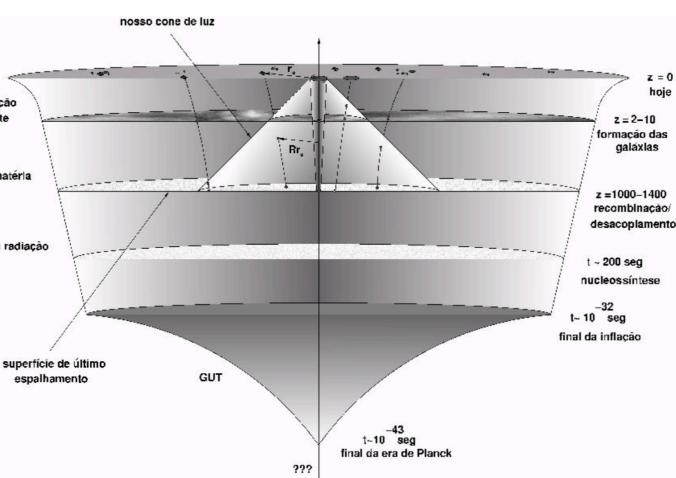
O MCP não só descreve a evolução e composição do nosso universo, mas explica o universo que temos hoje. Ele também inclui o modelo padrão das partículas elementares e explica a evolução e formação das partículas e estruturas que temos hoje.



Modelo padrão das partículas elementares

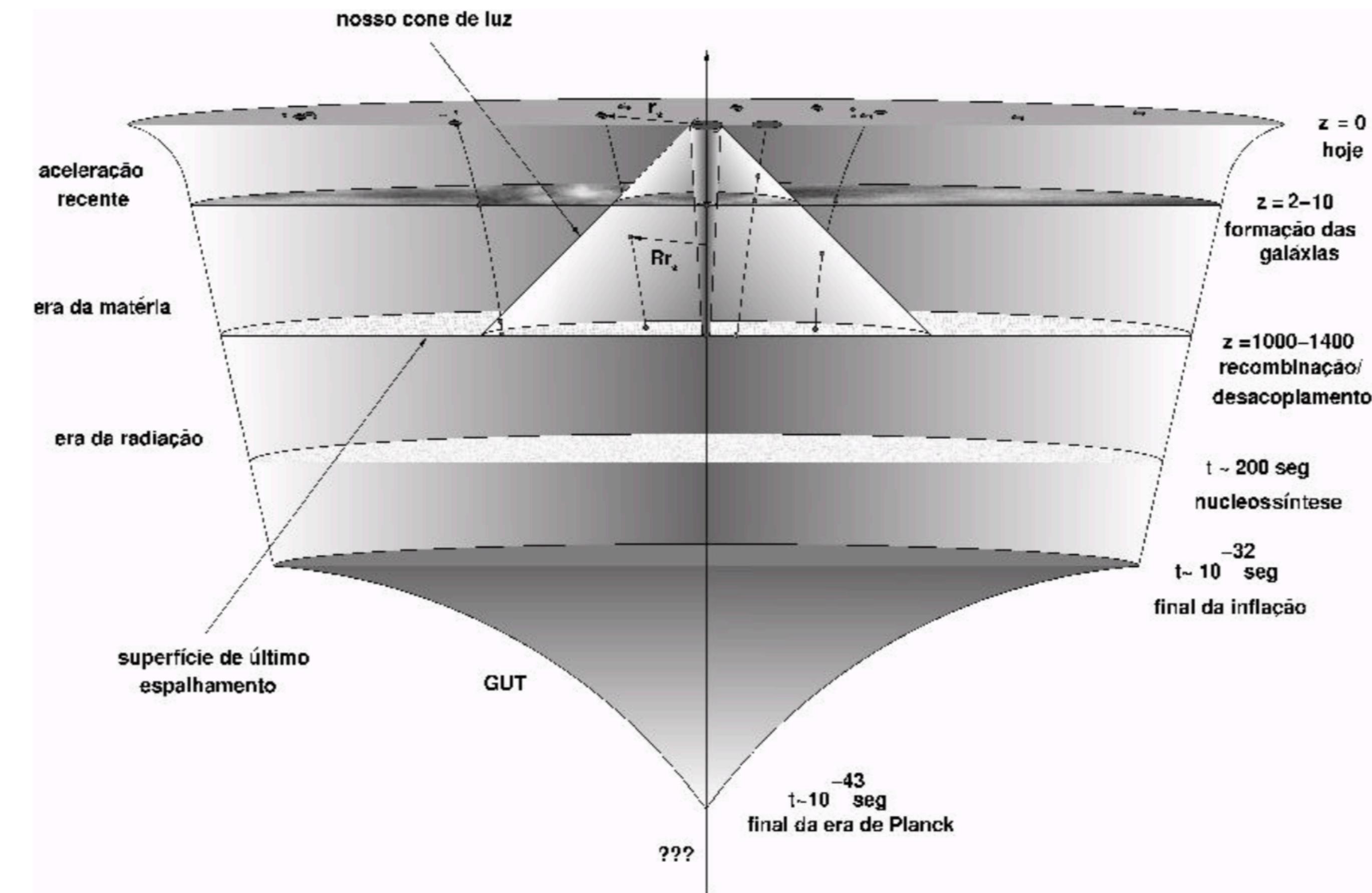


História térmica



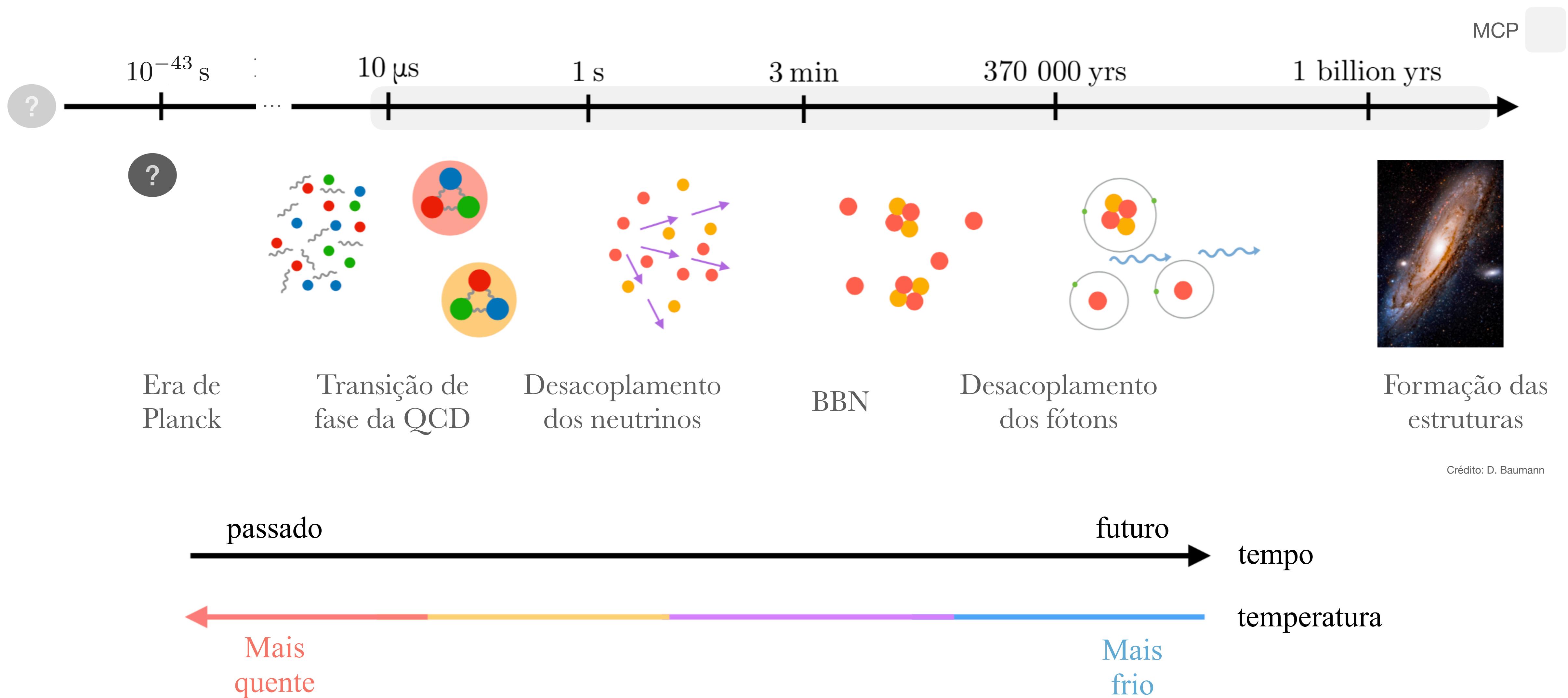
História térmica do universo

Queremos descrever aqui os principais momentos da história térmica do universo.

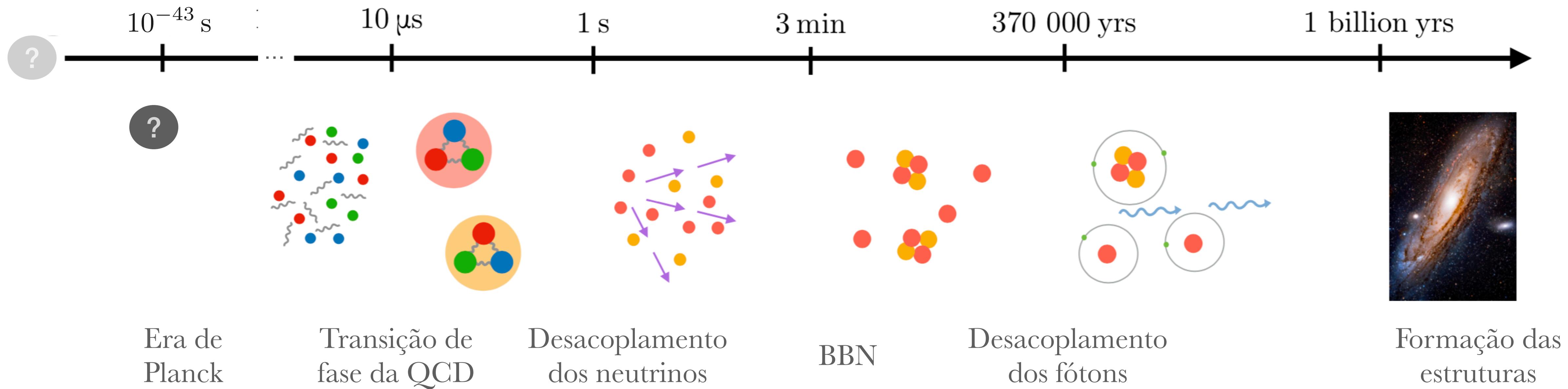


História térmica do universo

O universo “começou” **quente** e **denso** → Conforme ele **esfria**, as estruturas que conhecemos se formam



História térmica do universo



Crédito: D. Baumann

- (maior parte) comprovados observationalmente por observações independentes

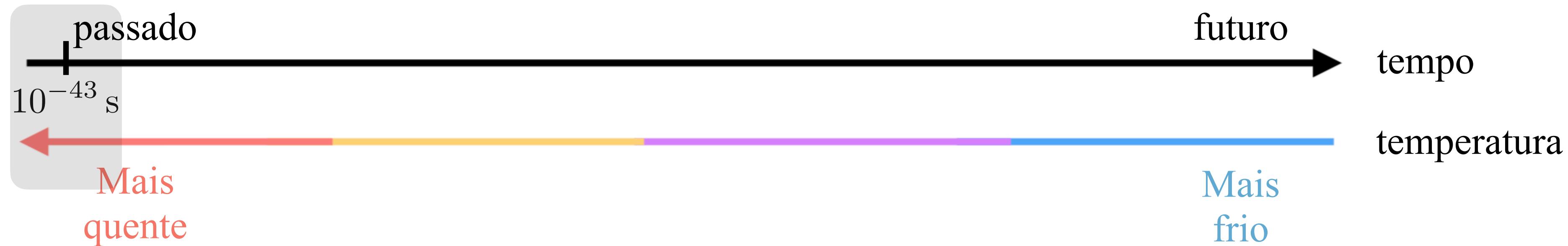
Era de Planck

$$t < 10^{-43} \text{ s}$$

Período do começo do universo até $t \sim 10^{-43} \text{ s}$, com $T \sim 10^{32} \text{ K} \sim 10^{29} \text{ GeV}$

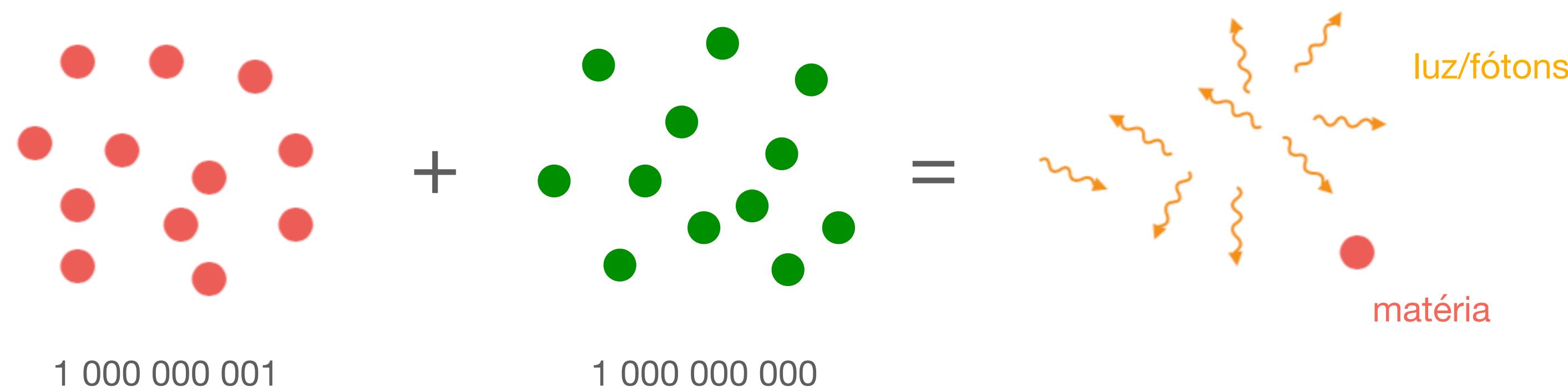
Esse período NÃO é descrito pelo MCP!

Ainda pouco entendimento do que acontece nesse período: teoria da relatividade geral não tem mais validade e os efeitos quânticos dominam - gravidade quântica (?)



$$t \sim 10^{-19} \text{ s}$$

O universo tem *quase* a mesma quantidade de **matéria** e **anti-matéria**

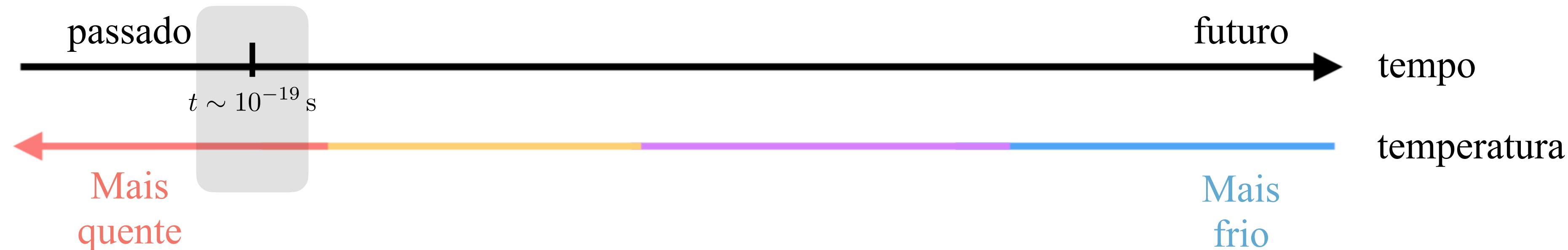


Conforme o universo expande e
esfria,
matéria e antimateria se aniquilam

Inicialmente, mais matéria que anti-matéria.

Explicação ainda desconhecida!
NÃO é parte do MCP

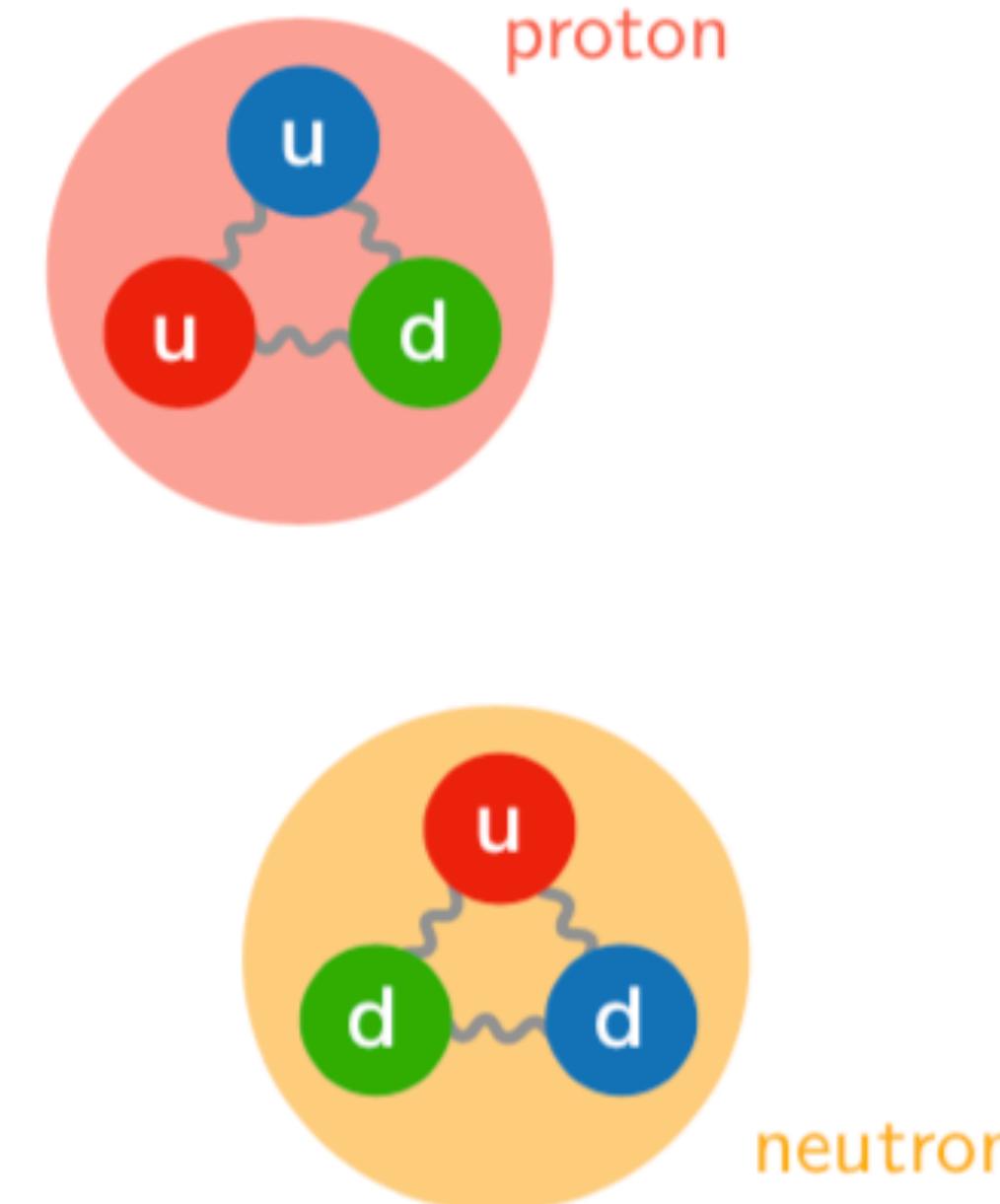
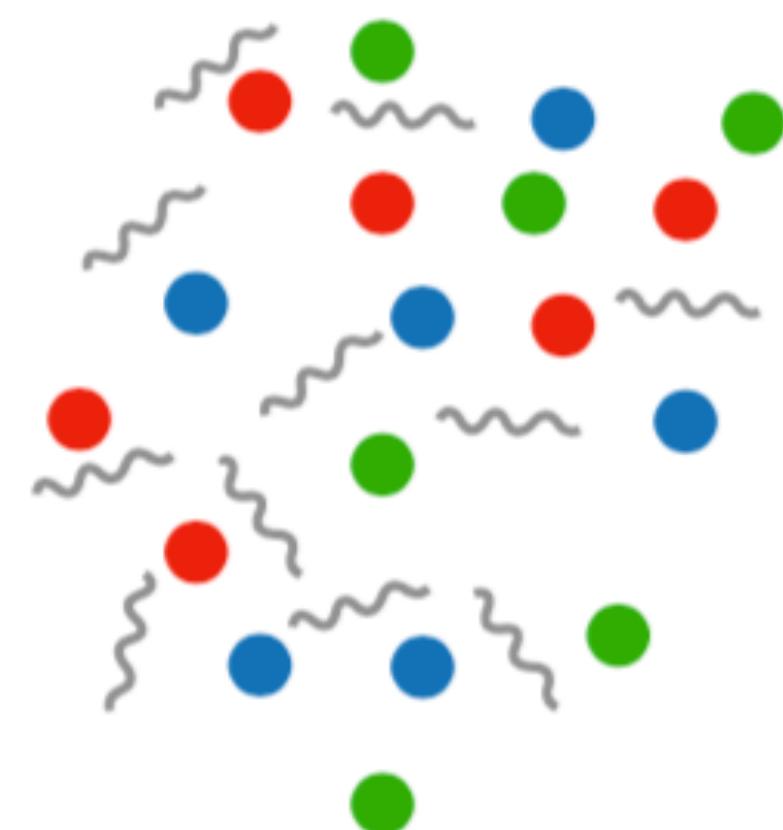
Assimetria necessária para existirmos!



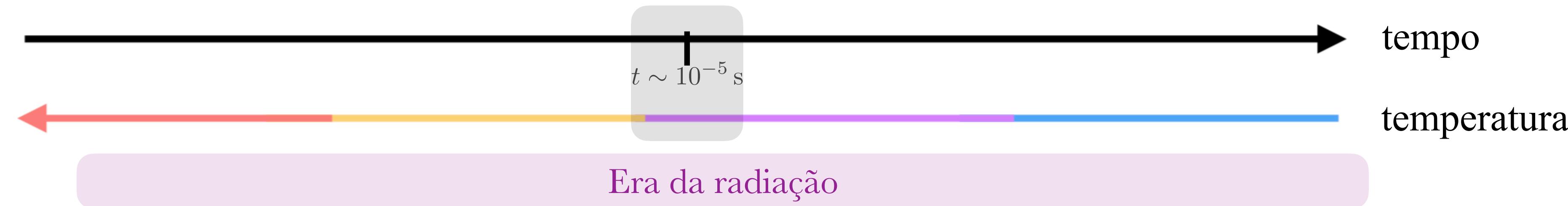
Quarks e gluons condensam dentro do núcleo

$$t \sim 10^{-5} \text{ s}$$

Plasma (“sopa”) primordial em que quarks, gluons e radiação estão acoplados - equilíbrio térmico



Prótons e neutrons se formam!

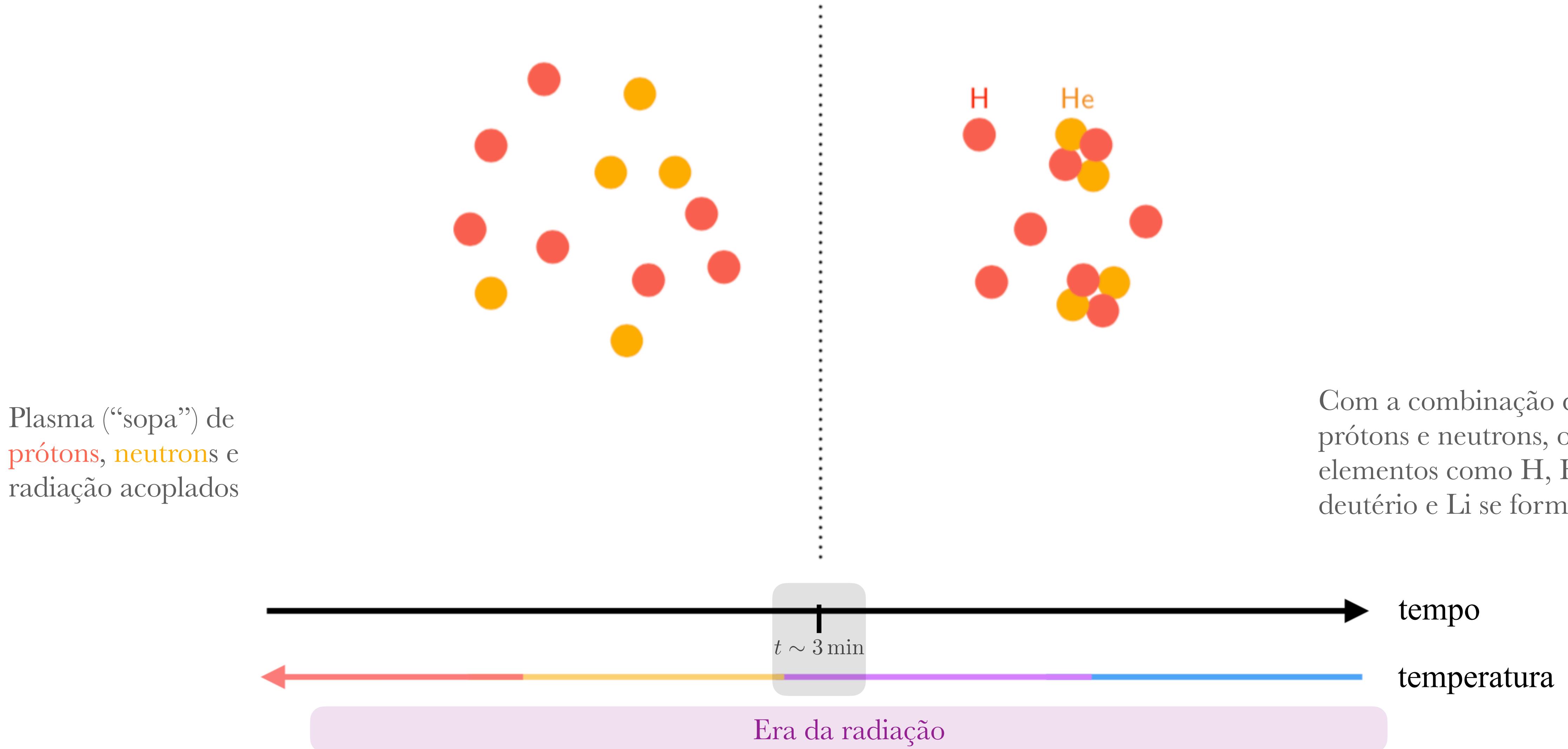


Nucleossíntese (Big Bang nucleosynthesis - BBN)

$t \sim 3$ min

Elementos leves (H, He e Li) se formam

$T \sim 10^8 - 10^9$ K

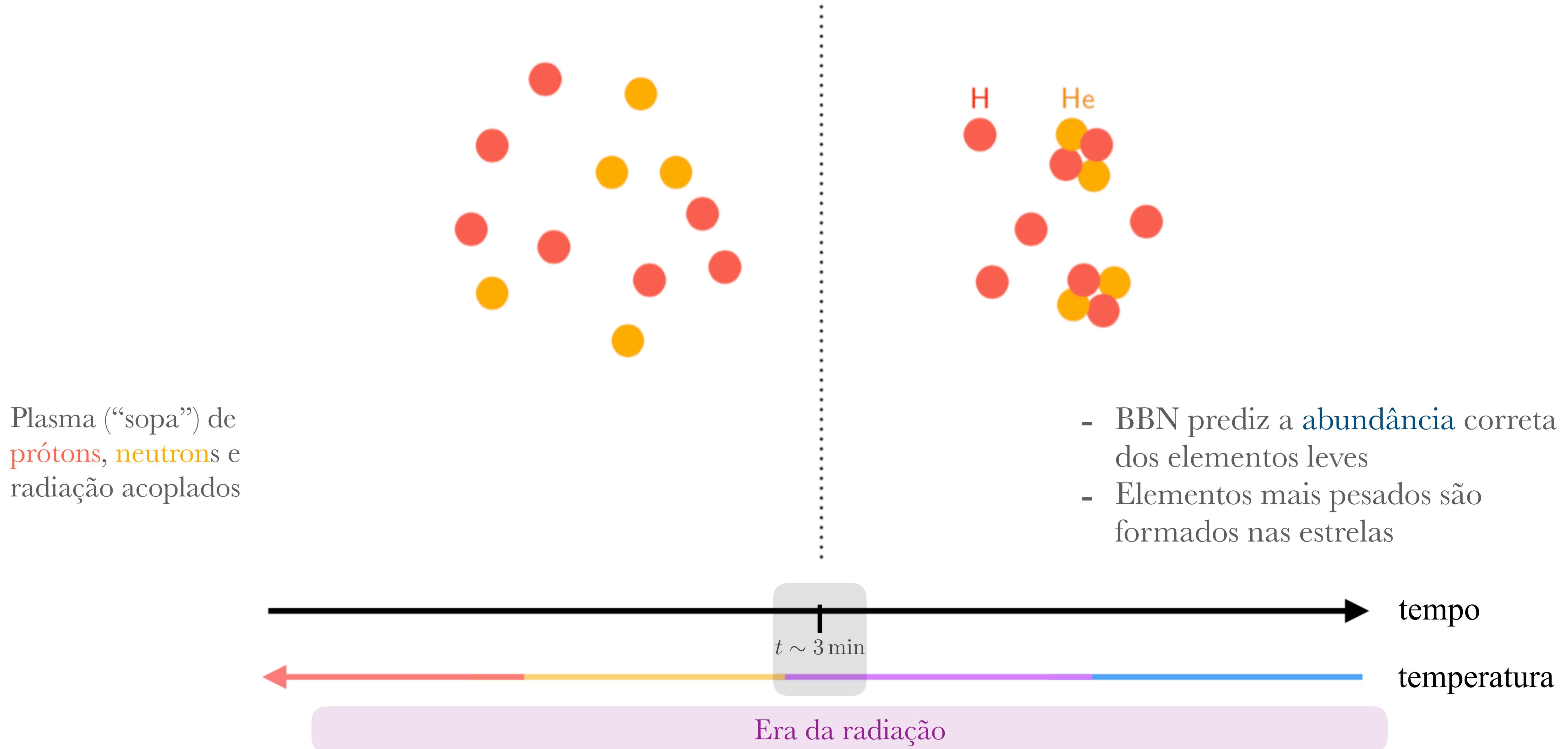


Nucleossíntese (Big Bang nucleosynthesis - BBN)

$t \sim 3$ min

Elementos leves (H, He e Li) se formam

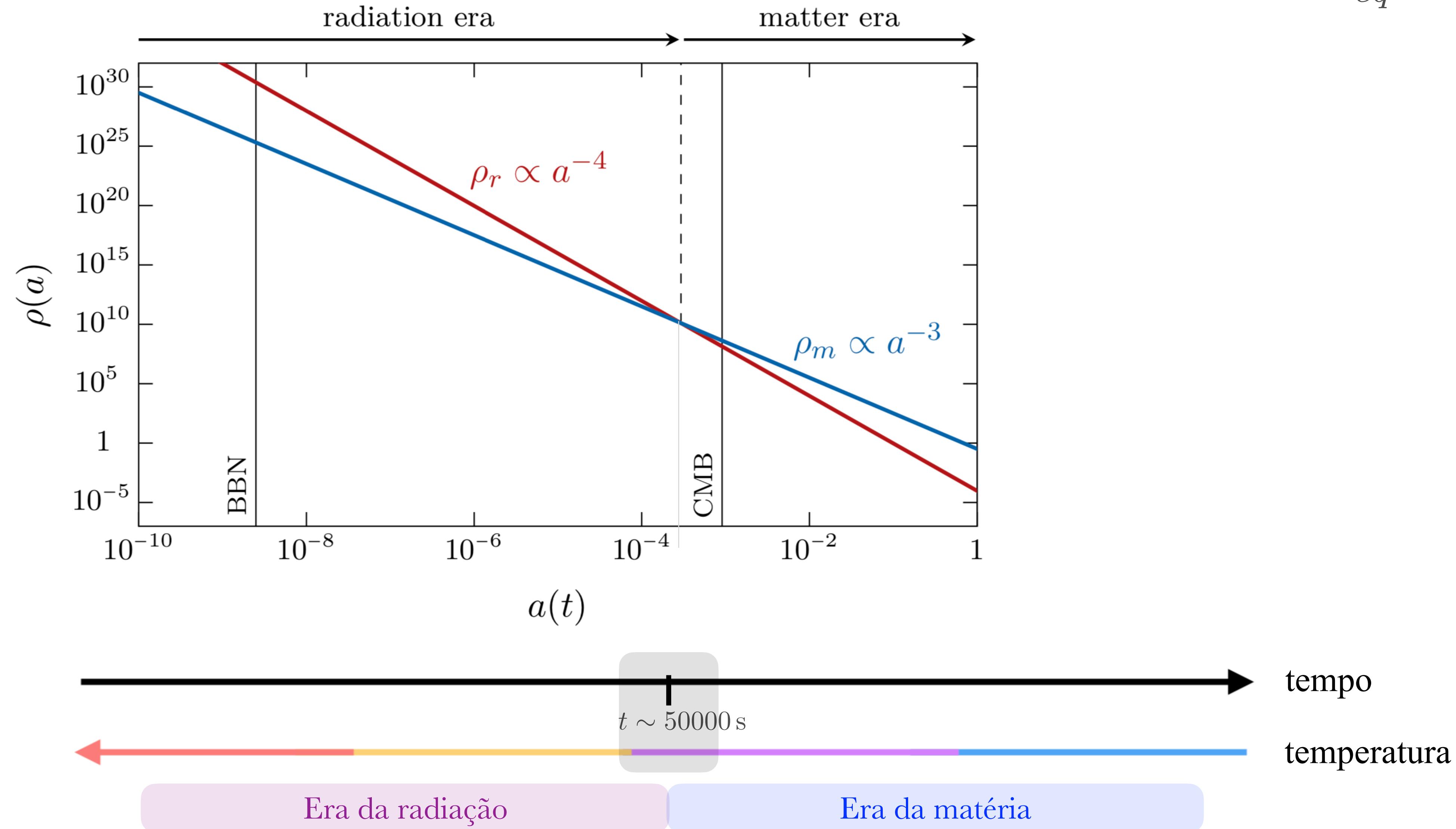
$T \sim 10^8 - 10^9$ K



Radiação → Matéria

$t \sim 50000$ s

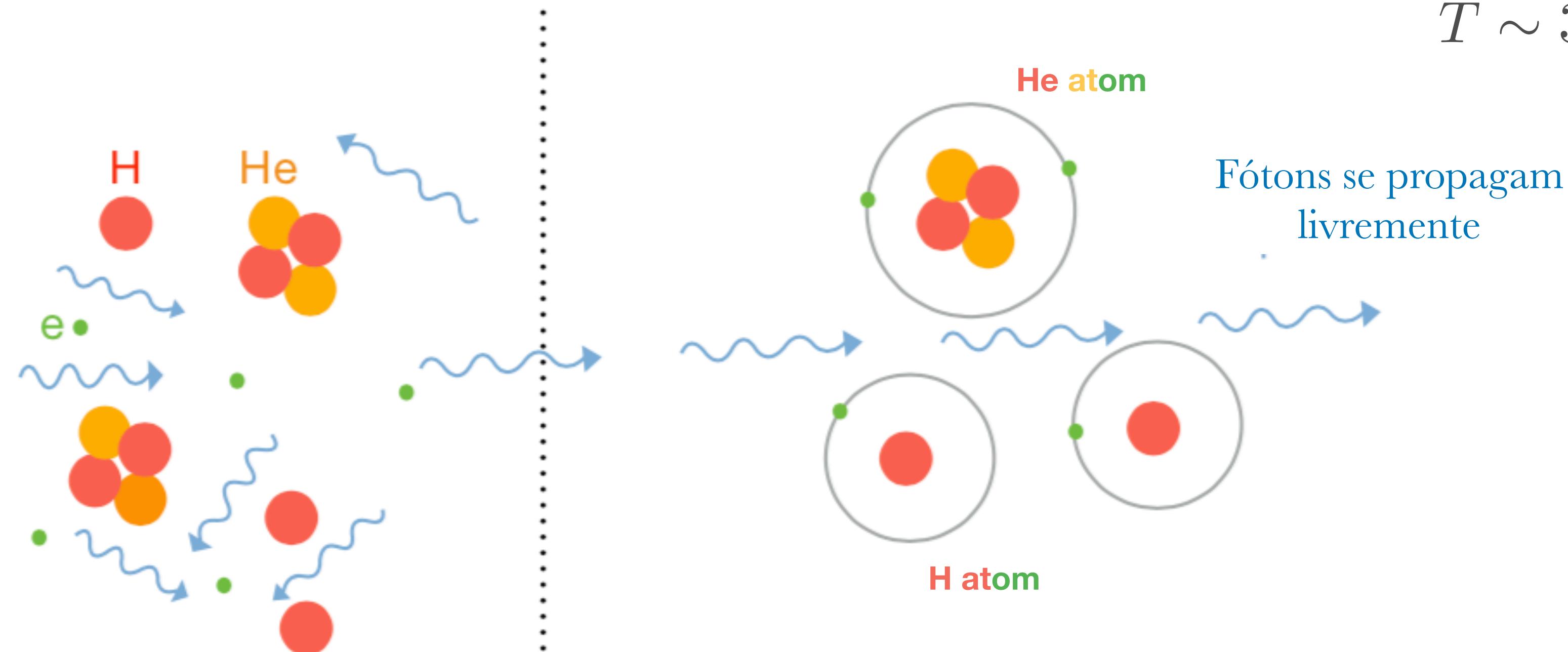
$z_{eq} \sim 3500$



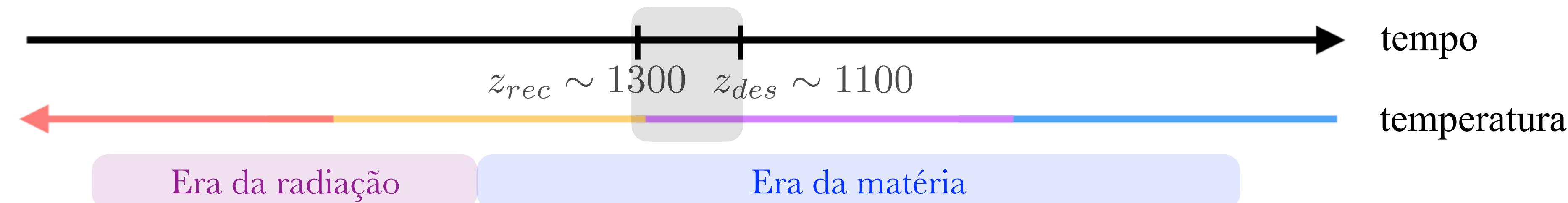
Recombinação e desacoplamento do fótons

$t \sim 370000$ yrs

$T \sim 3000$ K



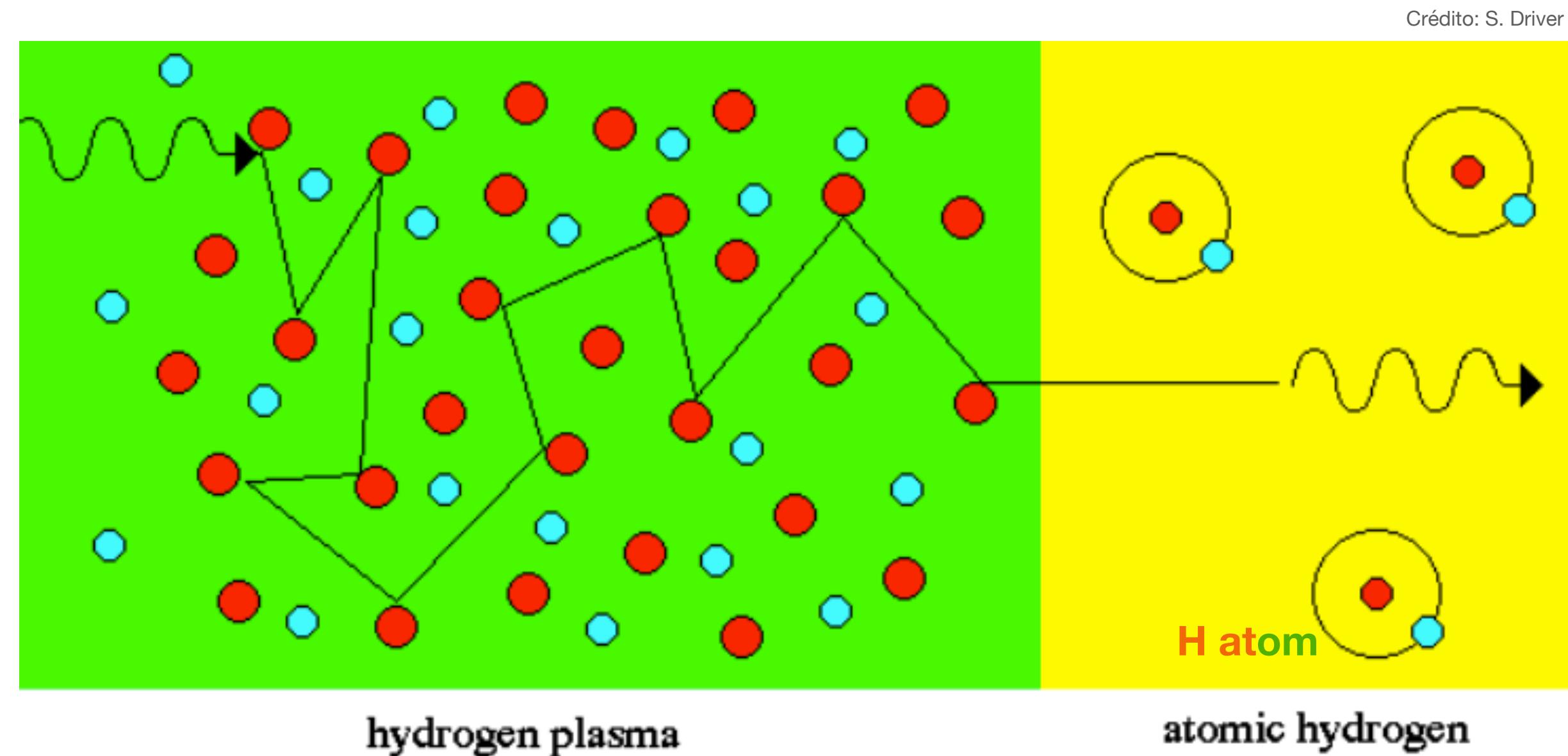
Plasma (“sopa”) de H, He, elétrons e
radiação acoplados - eq. Térmico
- Universo é opaco: radiação não
consegue escapar!



Recombinação e desacoplamento do fótons

$t \sim 370000$ yrs

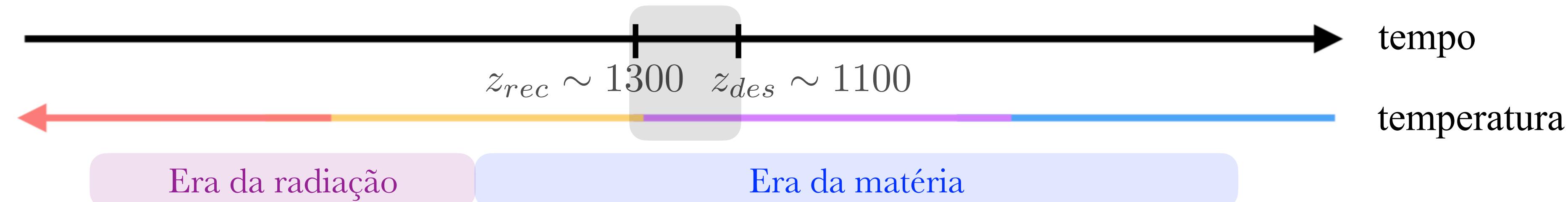
$T \sim 3000$ K



Plasma (“sopa”) de H, He, elétrons e radiação acoplados - eq. Térmico
- Universo é opaco: radiação não consegue escapar!

Fótons se propagam livremente

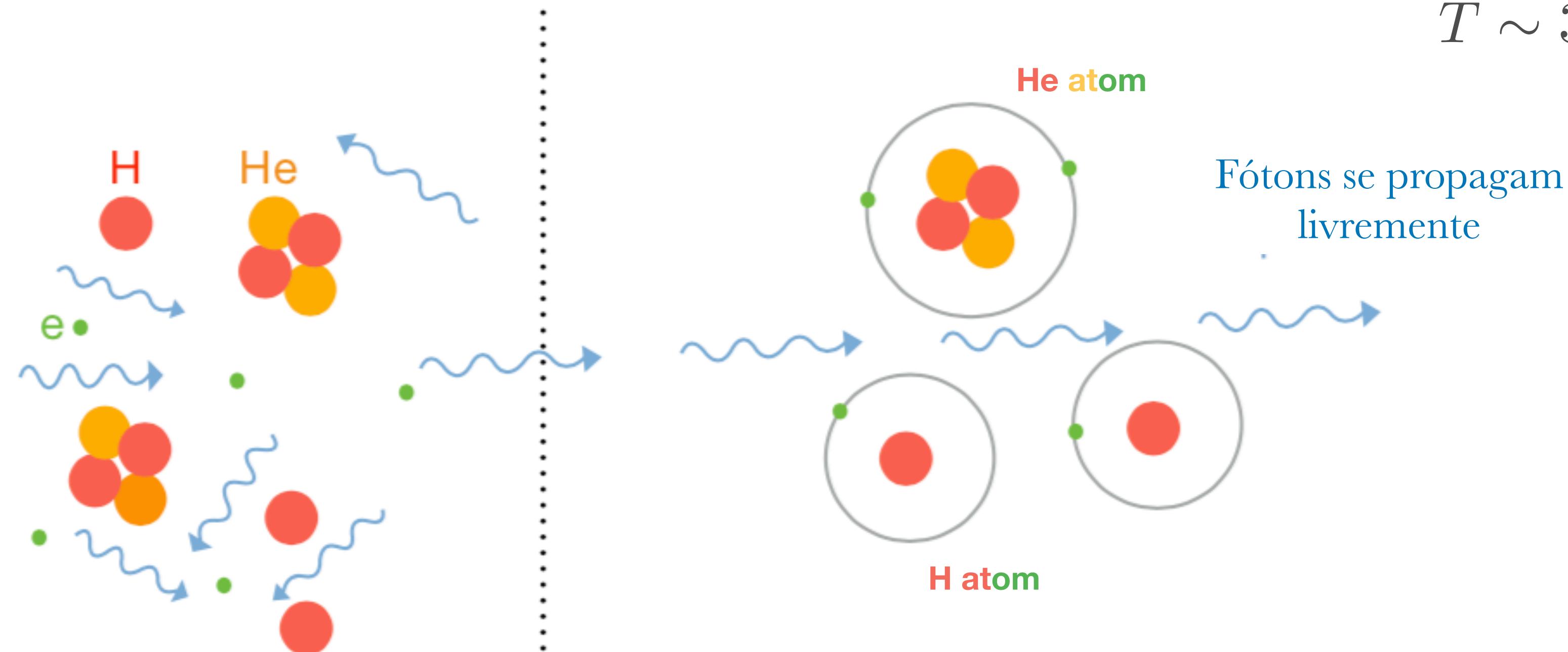
Átomos se formam!
Elétrons se ligam ao núcleo do H e do He



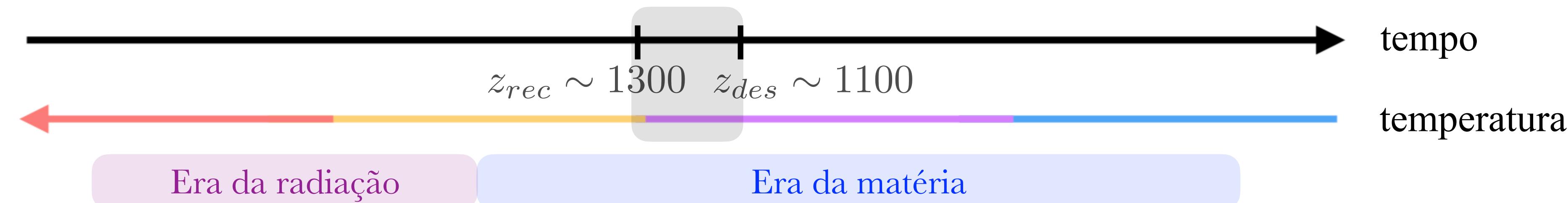
Recombinação e desacoplamento do fótons

$t \sim 370000$ yrs

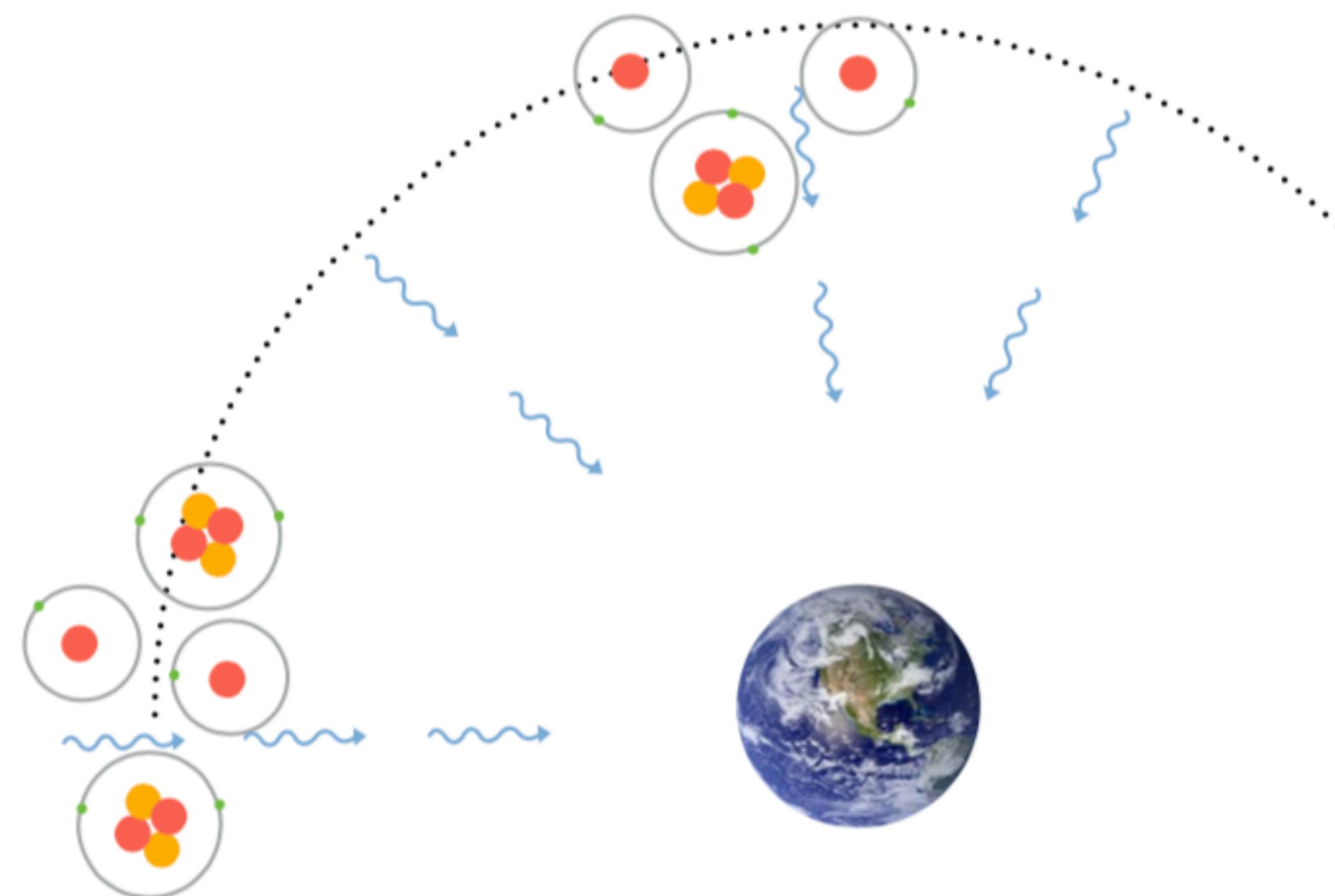
$T \sim 3000$ K



Plasma (“sopa”) de H, He, elétrons e
radiação acoplados - eq. Térmico
- Universo é opaco: radiação não
consegue escapar!



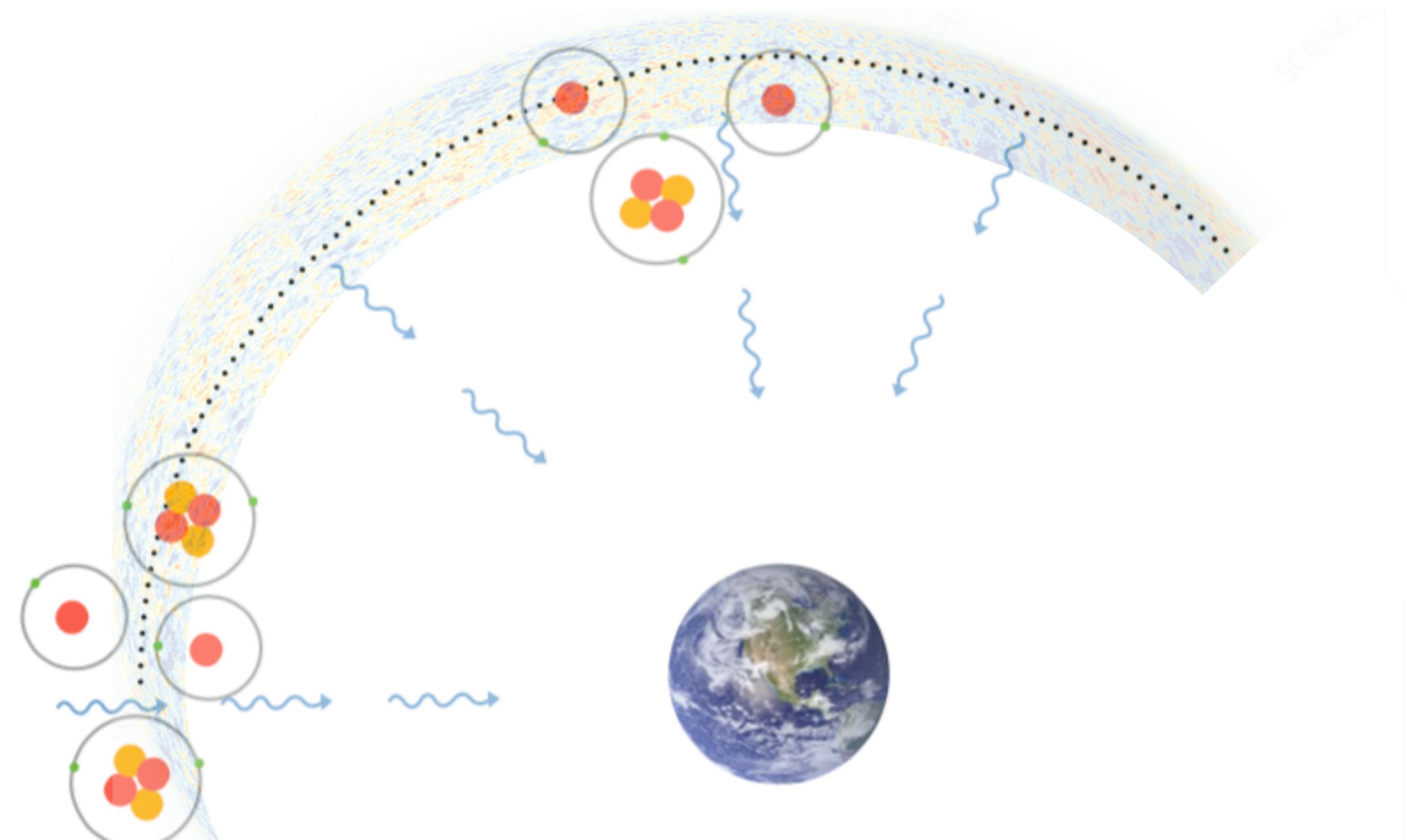
Esses fótons são a primeira luz que vemos do universo...



Crédito: D. Baumann

... e nos dizem como era o universo em tempos iniciais

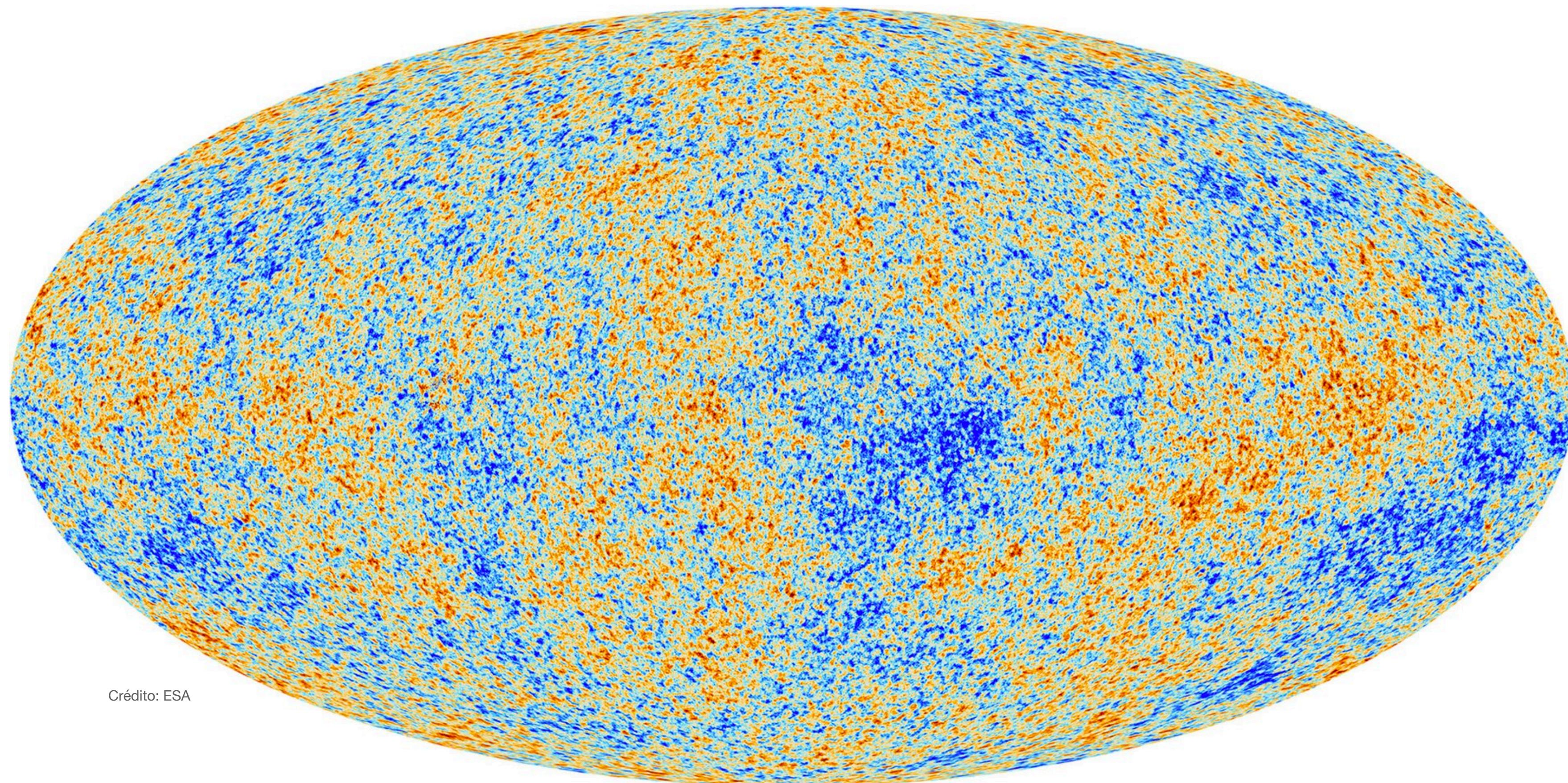
Radiação Cósmica de Fundo (*CMB* em inglês)



Crédito: D. Baumann

Dada expansão do universo, observamos esses fótons na faixa de microondas.

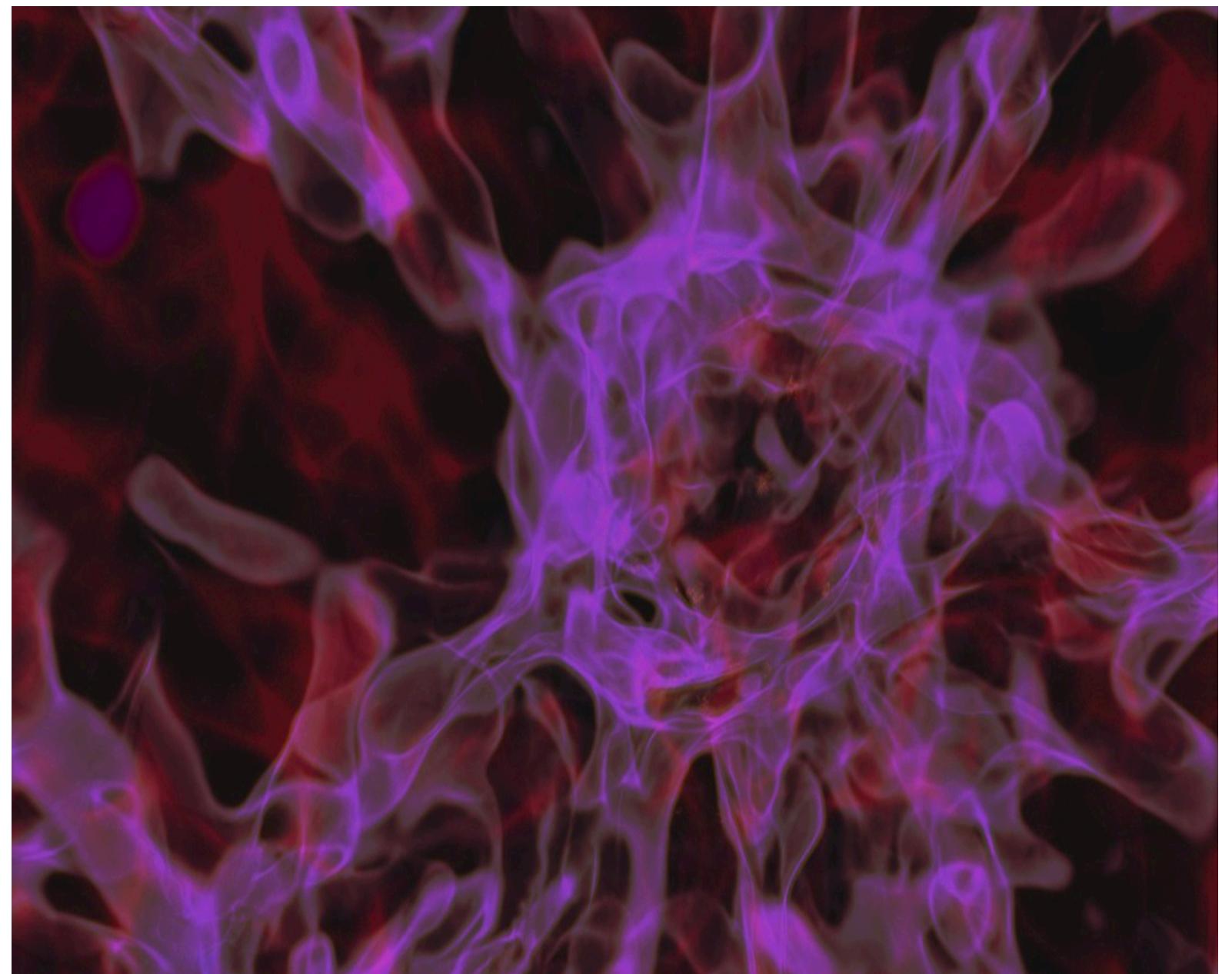
Radiação Cósmica de Fundo (*CMB em inglês*)



Temperatura 2.7 K. Pequenas perturbações - condição inicial para a formação das estruturas do universo.

Formação das estrelas e galáxias

$t \gtrsim 1$ billion yrs



Credit: AARON SMITH/TACC/UT-AUSTIN

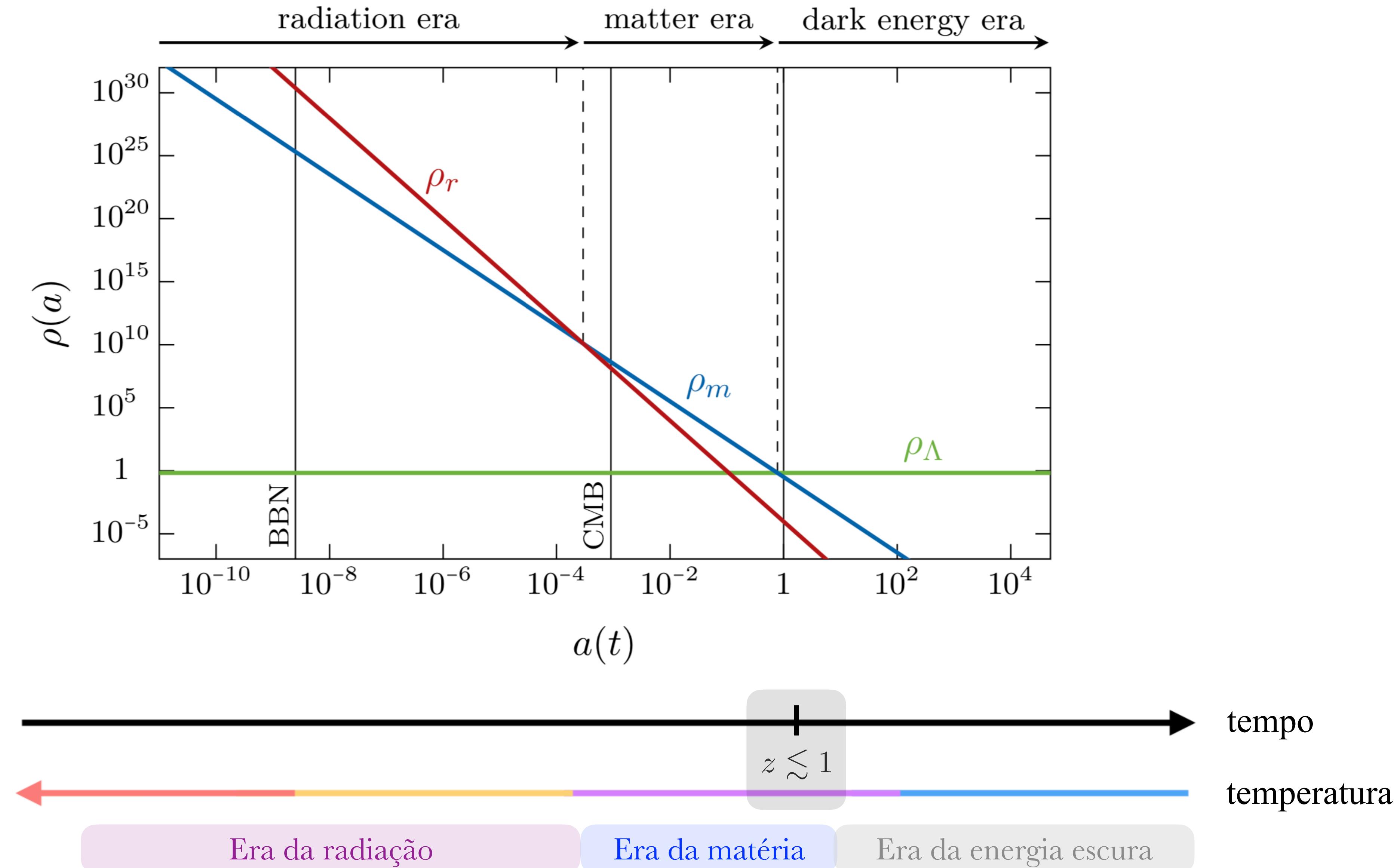


Credit: NASA and ESA



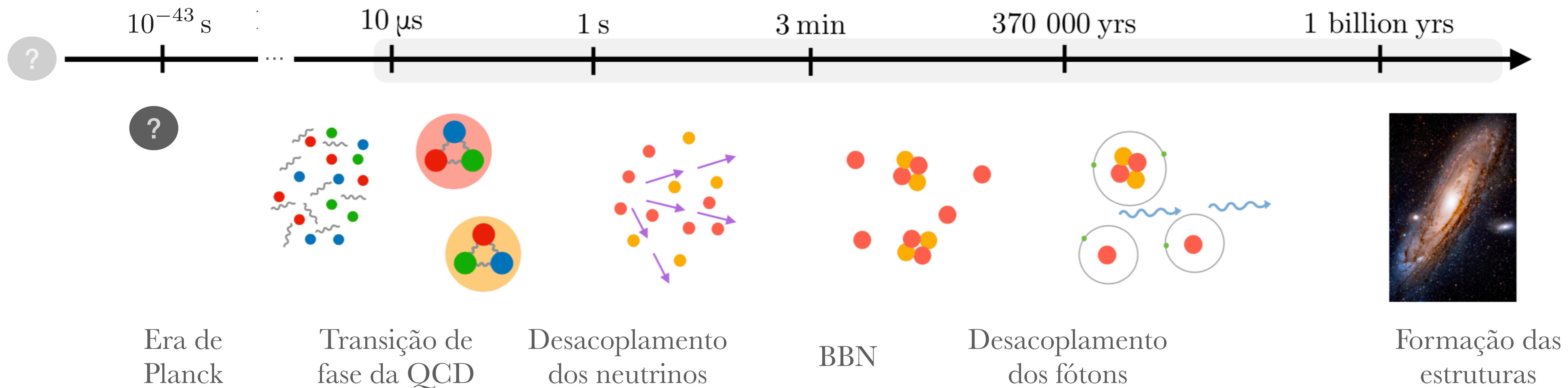
Dominação da energia escura

$z \lesssim 1$

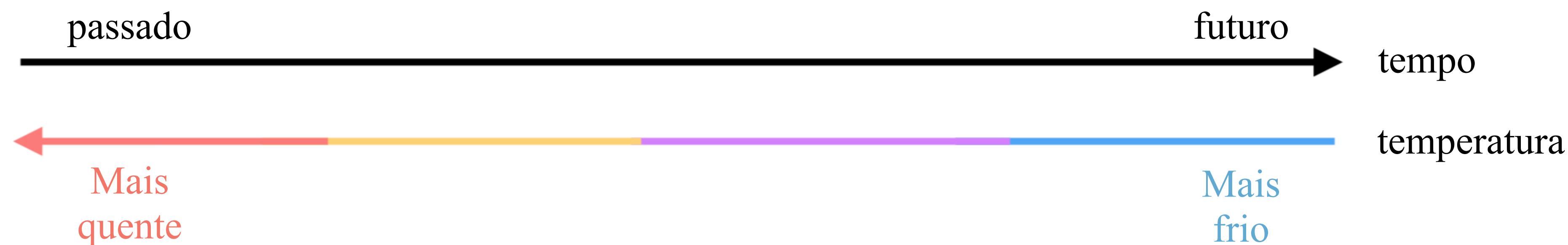


História térmica do universo

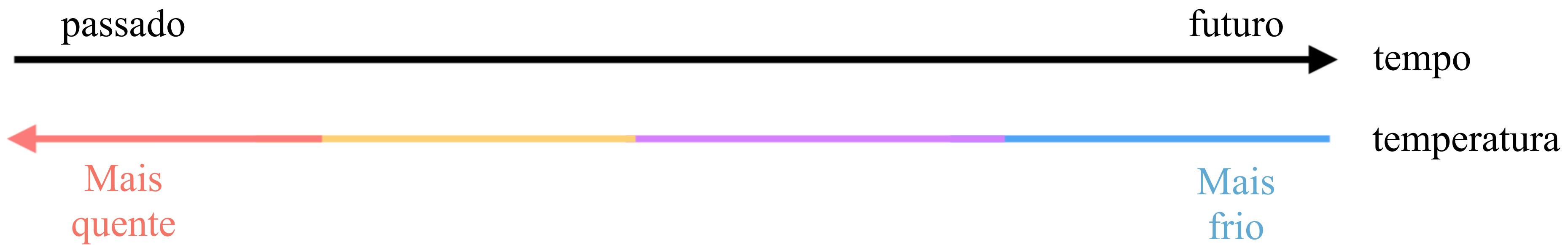
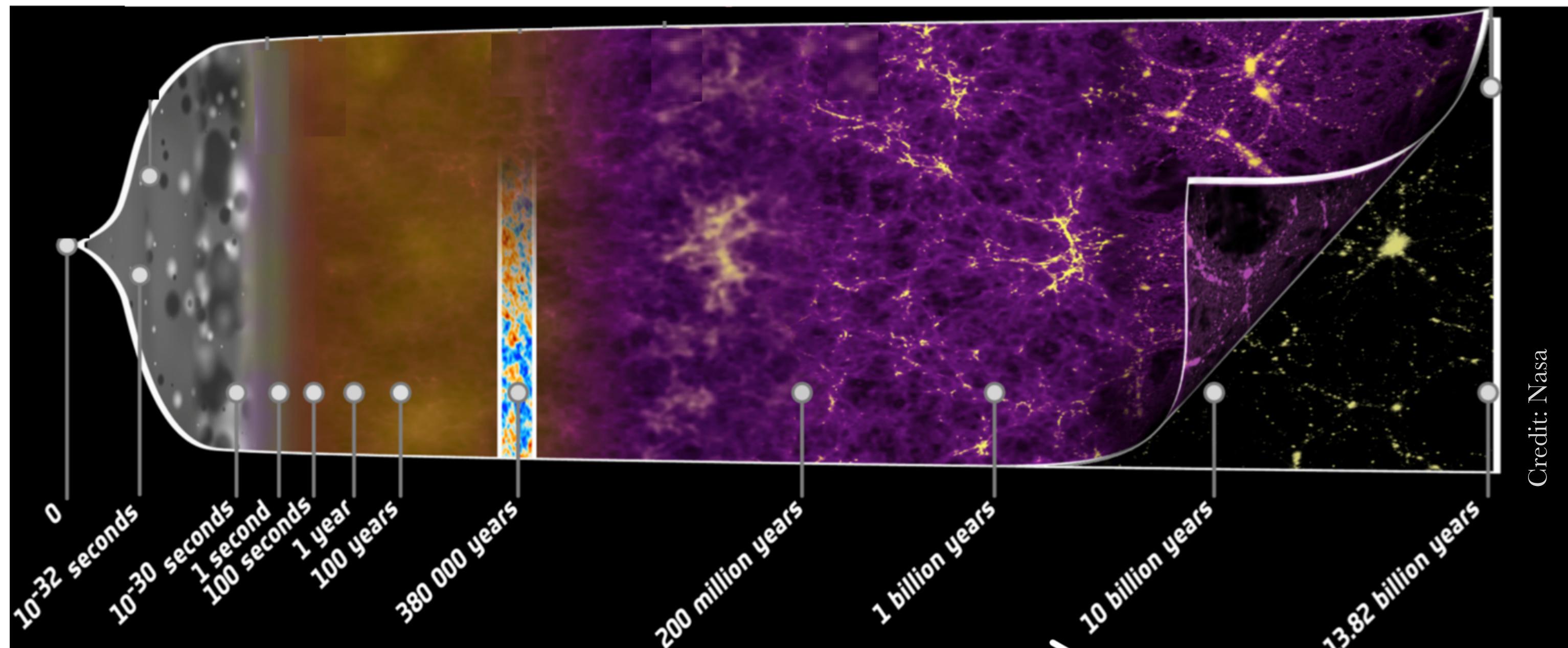
MCP



Crédito: D. Baumann



História térmica do universo

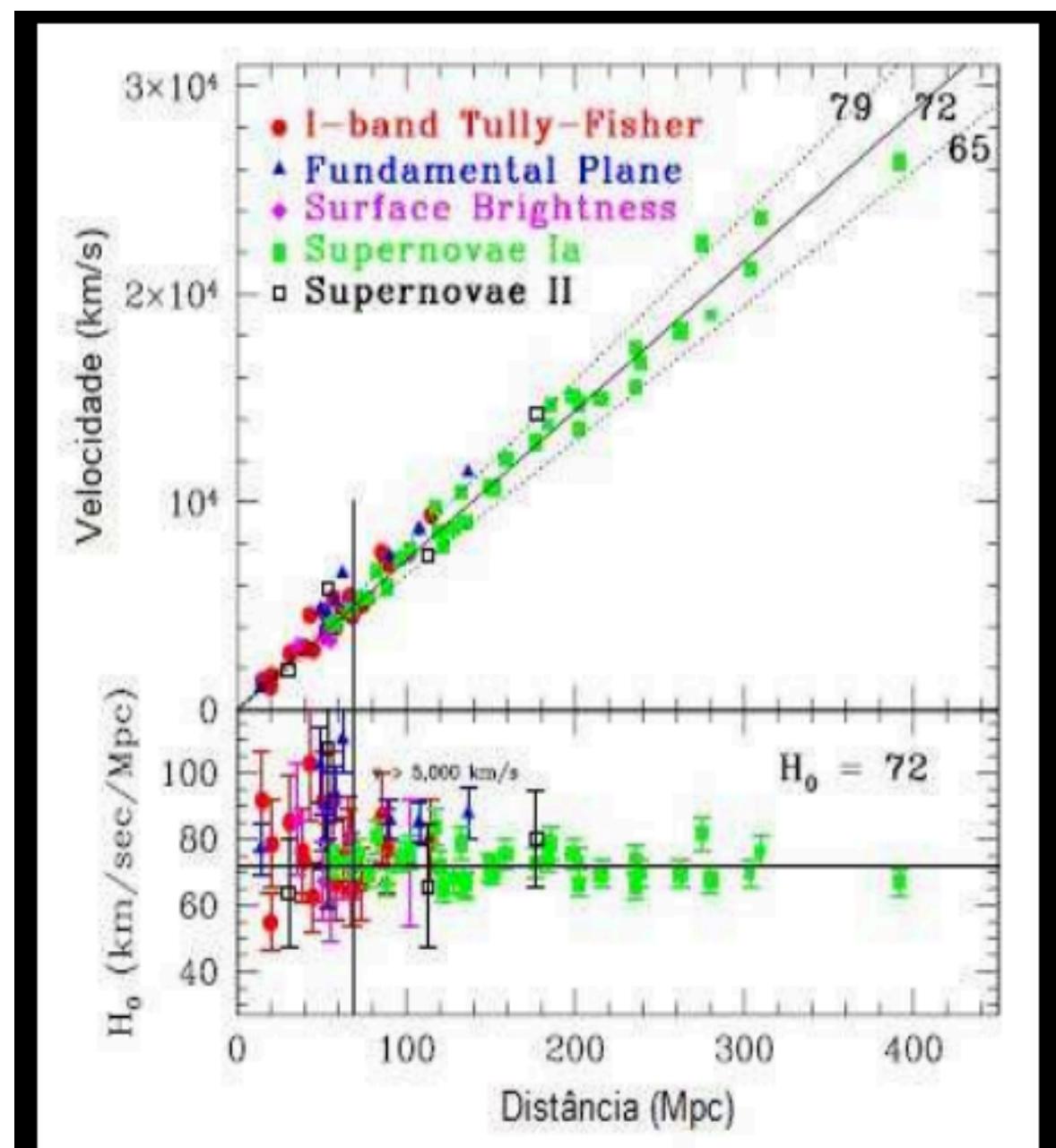


Testes do MCP

- Comprovados observacionalmente por observações independentes
- Formam a base do MCP - pilares observacionais

Testes do MCP

Lei de Hubble-Lemaître - Expansão do universo



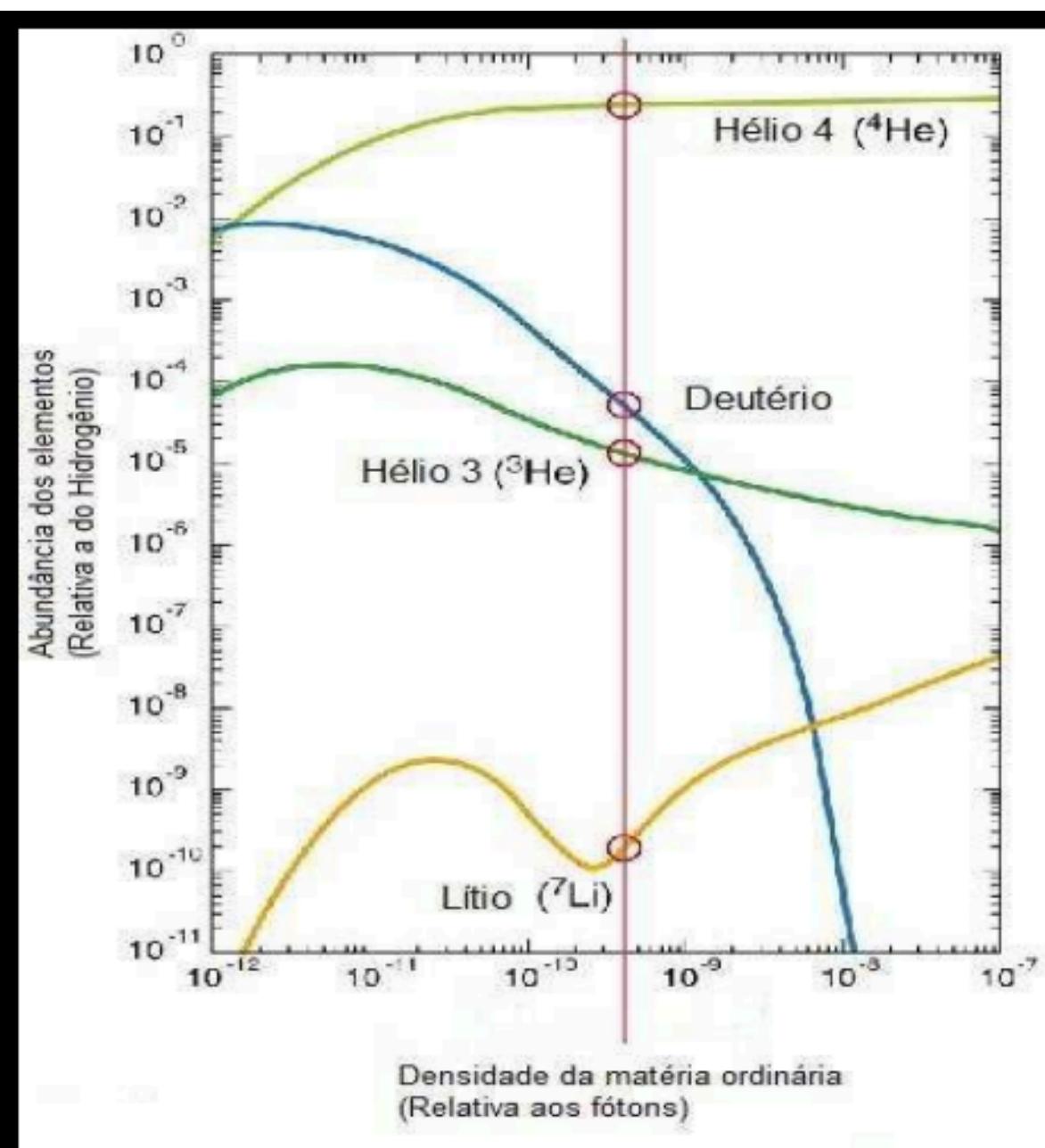
W. L. Freedman et al., *Astrophys. J.* 553, 47 (2001)

$$v = Hl$$

$$H_0 = 70,5 \pm 1,3 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$$

WMAP+Snla+BAO

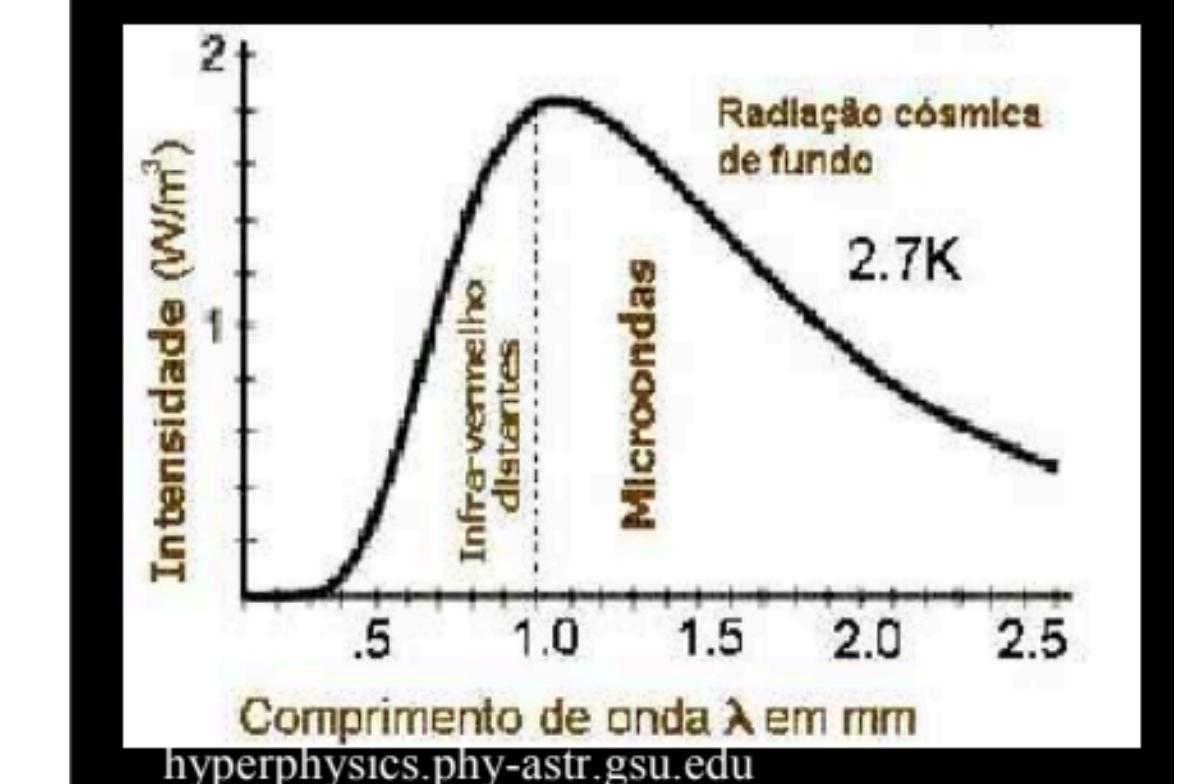
Abundância dos elementos leves



Nucleossíntese primordial:

- 25% He
- 75% H

Radiação Cósmica de Fundo



Sumário - Aula 2

Modelo cosmológico padrão - Big Bang quente

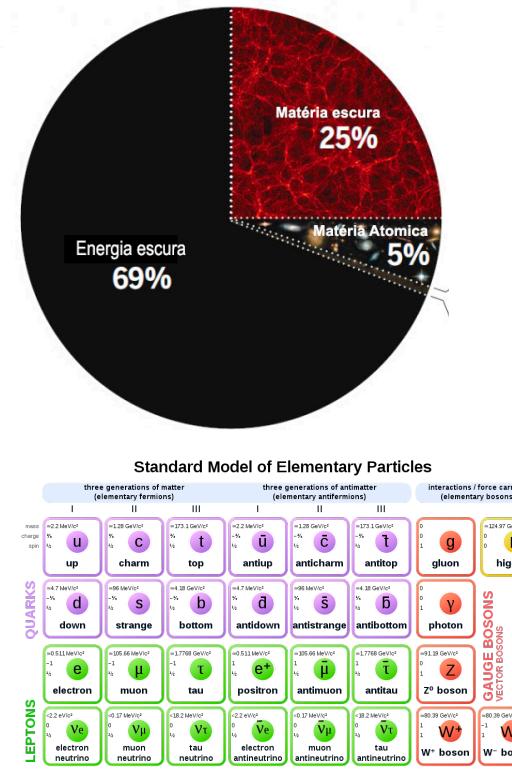
O MCP descreve a evolução e composição do nosso universo, incluindo o modelo padrão das partículas elementares, explicando a evolução e formação das partículas e estruturas que temos hoje.

2 pilares teóricos:

- Relatividade Geral
- Princípio Cosmológico

3 pilares obs:

- Lei de Hubble - Lemaître
- Nucleossíntese
- Radiação Cósmica de Fundo

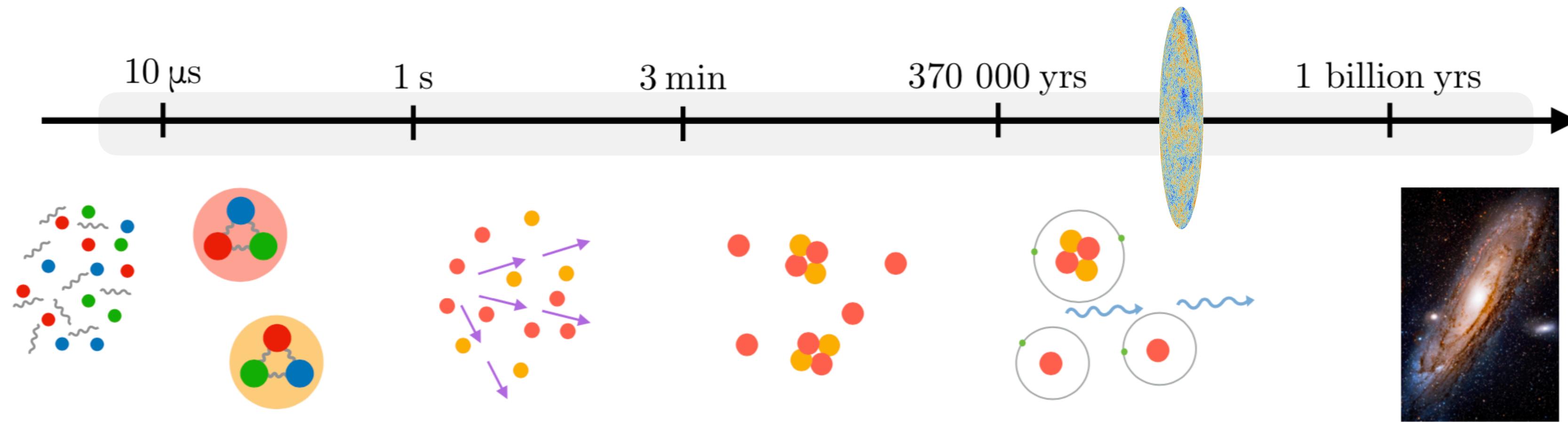


+

+

* Também apresenta problemas
- Aula 4

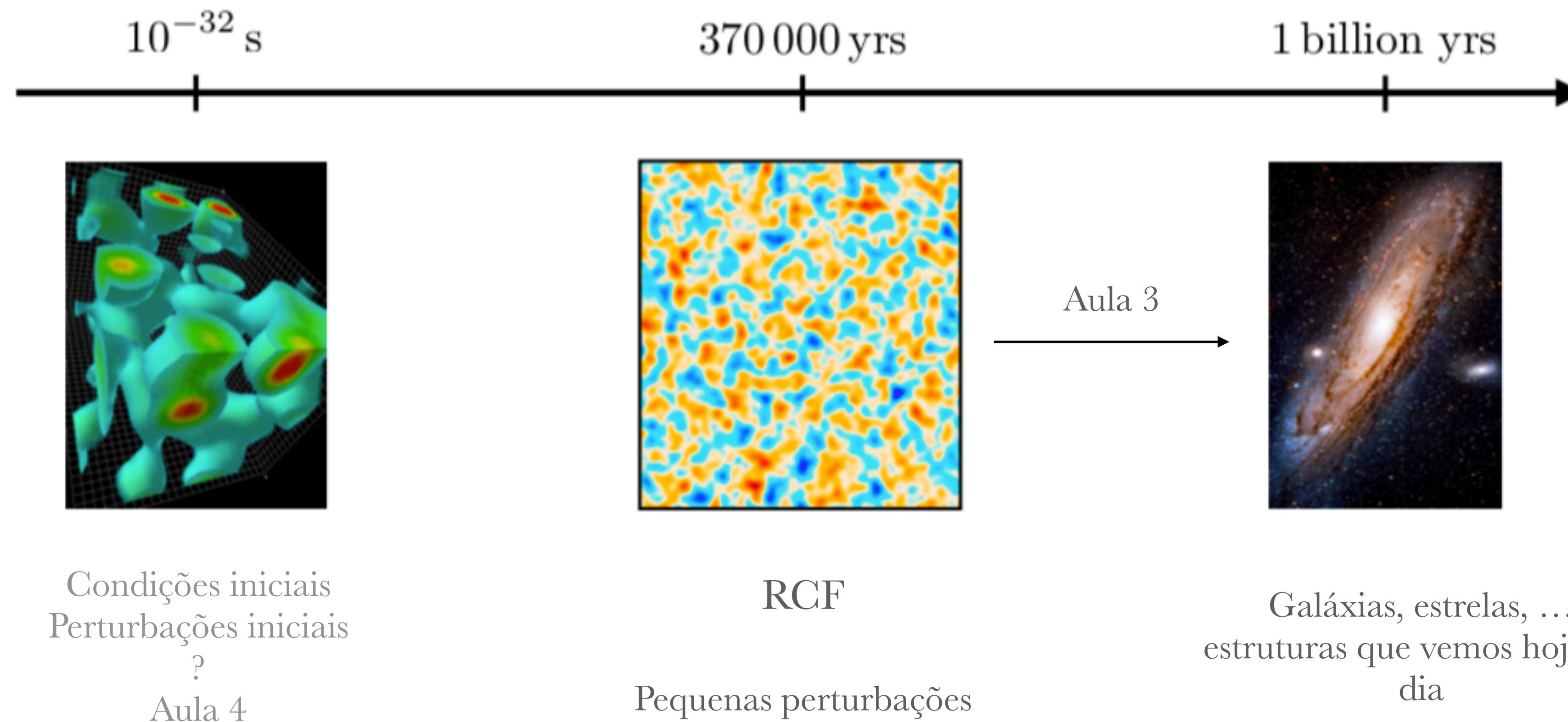
História térmica do universo



Próxima aula

Estudamos em aulas 1 e 2 a parte homogênea do universo, que determina sua evolução
Na aula 3, vamos estudar a parte não -homogênea, responsável pelas estruturas que vemos hoje no universo

Formação
das
Estruturas



Slides extra