

Observações Cosmológicas

É espantoso como podemos saber coisas que se passaram há milhares de milhões de anos! No entanto, é preciso ter cuidado para distinguir o que está bem comprovado do que é especulação pura e simples. Fundamental mesmo, é saber em que se baseiam determinadas afirmações sobre as nossas origens cosmológicas. Para uma afirmação poder ser chamada científica na Física, tem de ser comprovável experimentalmente. Ora, não podemos fazer experiências cosmológicas (não podemos fazer um Big-Bang) para comprovar as nossas teorias. Mas podemos observar o Universo e verificar se o que vemos é congruente ou não com uma dada hipótese; se for podemos continuar a assumi-la, se não temos de a descartar.

Podemos considerar três níveis do nosso conhecimento cosmológico:

Cosmologia experimental: consiste em todas as observações que podemos fazer do Universo. São factos que podemos comparar com as nossas ideias para verificar a sua compatibilidade.

Cosmologia deduzida: consiste em extrapolações que fazemos a partir das observações cosmológicas, tendo em conta leis da Física bem conhecidas no laboratório.

Especulação: são ideias com mais ou menos (ou mesmo nenhum) fundamento, para circunstâncias do Universo para as quais não observamos nada nem sabemos como funciona a Física.

Como se vê, existem vários níveis de conhecimento (ou desconhecimento) e temos de saber bem em que situação nos encontramos, ao

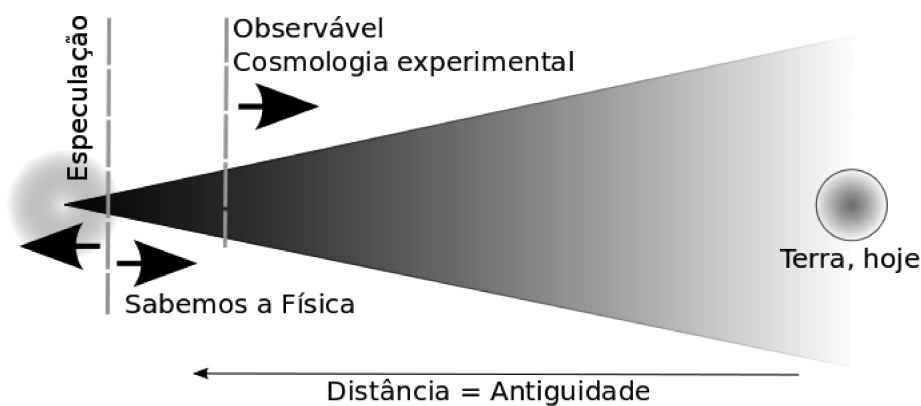


Figura 47: Quanto mais longe olhamos, mais antigos são os objectos que vemos.

falar de algum aspecto de Cosmologia. De facto, é frequente nos livros e artigos de divulgação colocarem-se ideias, que são pura especulação, com o mesmo peso e relevância que os factos observados.

Algumas características das observações astronómicas

Quando fazemos observações astronómicas, usamos telescópios que captam radiação electromagnética, seja ela no visível, infravermelho, ultra-violeta, rádio, raios X ou gama. Essa radiação chega-nos à velocidade das ondas electromagnéticas no vácuo, ou seja, à velocidade da luz. Como a velocidade da luz é finita, a radiação demora tempo a chegar dos objectos que a emitem até nós. Quanto mais longe estiverem esses objectos, mais tempo demora a chegar até nós. Isto significa que, se estivermos a observar um objecto muito distante, também estamos a observá-lo como ele era há muito tempo atrás. Por exemplo: a luz do Sol demora cerca de 8 minutos a chegar à Terra; quando olhamos, vemos o Sol como ele era há 8 minutos atrás.

Olhar para mais longe equivale a ver coisas mais antigas.

Logo, olhar para mais longe equivale a ver coisas mais antigas. Vemos um objecto a um milhão de anos-luz como ele era há um milhão de anos.

E como medimos distâncias e velocidades? A posição no Céu é fácil (o azimute e a elevação), mas a distância é muito difícil, para objectos

muito distantes. A distância a objectos muito próximos pode ser determinada por triangulação, mas não podemos fazer isso para objectos a distâncias cosmológicas: seria necessária uma precisão imensa nos ângulos e distâncias.

Com as velocidades acontece exactamente o oposto: objectos muito distantes não se movem suficientemente depressa para podermos medir a distância que percorreram no Céu. No entanto, podemos medir a velocidade com que se aproximam ou afastam de nós, medindo o desvio das riscas de emissão dos átomos desses objectos, por efeito de Doppler.

Princípio cosmológico

Há uma ideia, de natureza filosófica, de que as leis físicas na Terra não diferem das leis do resto do Universo. Na ciência da época clássica e medieval havia uma clara distinção entre as leis dos corpos terrestres e as leis dos corpos celestes. A partir de Newton, com a sua segunda lei ($F = ma$) e sobretudo com a lei da atracção universal, houve uma unificação das leis dos corpos terrestres e dos corpos celestes: as mesmas leis para todos.

As mesmas leis
para todos

Esta noção de que a Terra e as suas leis não ocupam uma posição especial no Universo, mas que qualquer observador, em qualquer ponto do Universo, deve ver a mesma paisagem e as mesmas leis chama-se Princípio Cosmológico.

O que se pode entender por ver a mesma paisagem? Naturalmente, esta afirmação só faz sentido quando estamos a falar de distâncias cosmológicas. Por exemplo, a densidade média de matéria na nossa zona do Universo é igual à das outras zonas; mas essa densidade média tem de envolver um volume com muitos milhões de galáxias. A afirmação não faria sentido para escalas da ordem da nossa galáxia, por exemplo. Dito de outro modo, as propriedades do Universo são iguais em todo o lado, se se tomar uma escala suficientemente grande.

Este princípio tem consequências que se podem verificar pela observação. Por exemplo, a emissão de radiação segue leis bem concretas, e os níveis de energia são bem definidos; isso pode ser verificado por

técnicas espectroscópicas. Outras características verificáveis são a homogeneidade e a isotropia, de que se falará na secção seguinte.

Até agora as observações cosmológicas são consistentes com o princípio cosmológico. Isso não impede que os cosmologistas desenvolvam hipóteses em que o princípio cosmológico não é válido, que a observação permitirá avaliar se são correctas ou não.

Homogeneidade e isotropia

Algo é homogéneo (ou uniforme) quando as suas propriedades são as mesmas em todo o lado. Por exemplo, o ar dentro de uma sala fechada há algum tempo é homogéneo, com aproximadamente a mesma pressão e temperatura em todo o volume da sala.

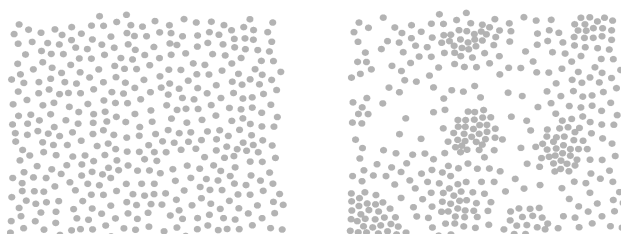


Figura 48: Uma distribuição homogénea à esquerda e uma não homogénea à direita.

Se ligarmos um aquecedor num canto da sala, o ar aí começa a ficar mais quente do que no resto da sala; o ar deixa de ser homogéneo. É preciso esperar, até toda a sala ficar com a mesma temperatura, chegando a um novo equilíbrio térmico, para que o ar volte a ser homogéneo na sala. Ora isso só acontecerá quando o calor chegar a todo o lado, pelas diversas formas de condução de calor. É necessário haver troca de calor para alcançar a homogeneidade.

Isotropia é um conceito semelhante mas diferente: significa que as propriedades são as mesmas em todas as direcções, qualquer que seja o lado para onde se olhe.

Observa-se isotropia nas rádio-galáxias, que têm uma distribuição uniforme em todas as direcções do espaço (mesmo número por unidade de ângulo sólido), no desvio para o vermelho das galáxias distantes, e

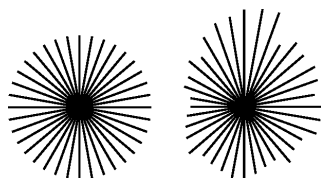


Figura 49: Uma distribuição isotrópica à esquerda e anisotrópica à direita.

na radiação cósmica de fundo, que é constante até 1 parte em 100 000. Também a distribuição espacial das galáxias (número de galáxias por unidade de volume) é uniforme a escalas da ordem dos 400 MPc.

Idade dos meteoritos

A idade dos meteoritos, determinada através de decaimento radioativo, é de pelo menos 4×10^9 anos, bastante superior à da Terra (10^9 anos). Logo a idade do Universo tem de ser superior a 4×10^9 anos.

Paradoxo de Olber

Suponhamos que o Universo é infinito, estático, existiu sempre e é homogêneo (ou seja, o número de estrelas por unidade de volume é igual em todo o lado); então, para qualquer ponto do céu que olharmos, vemos uma estrela, mais ou menos distante. O resultado será um céu nocturno tão brilhante como o diurno, o que não se verifica.

Logo alguma dessas hipóteses não deve ser verdadeira.

A forma de resolver este paradoxo consiste em considerar que o Universo não existiu sempre e que as estrelas também não duram sempre: têm um começo e um fim. De facto, se olharmos para um ponto suficientemente longínquo, não vemos uma estrela, mas sim a radiação cósmica de fundo, de que trataremos mais à frente.

Desvio para o vermelho

Uma estrela que se move em relação à Terra com uma velocidade (radial) v tem a sua frequência de emissão desviada por efeito de Doppler, segundo a expressão

$$f_{\oplus} = f_e \sqrt{\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}}}$$

em que f_e é a frequência de emissão e c é a velocidade da luz (mais detalhes em apêndice, página 163). Se a estrela se está a afastar, esse desvio é no sentido das baixas frequências (para o vermelho) e se estiver a aproximar-se o desvio é no sentido das altas frequências (para o azul). Deste modo podemos saber não só se a estrela se está a aproximar ou a afastar, mas também a velocidade a que o faz. Para isso escolhemos uma risca do espectro de emissão de átomos presentes na estrela (o hidrogénio, por exemplo), que conhecemos bem, e vemos se essa emissão está desviada da frequência que devia ter e quanto.

Quando falamos de ‘desvio para o vermelho’ ou ‘redshift’ em termos cosmológicos, não nos referimos a um efeito Doppler. Suponhamos que a estrela está parada em relação à Terra quando emite a radiação (para simplificar). Essa radiação atravessa distâncias cosmológicas para chegar à Terra, e durante esse tempo (milhares de milhões de anos) o Universo expandiu, portanto o espaço-tempo expandiu, ‘esticando’ o comprimento de onda dessa radiação. Como a velocidade da luz é constante, o aumento do comprimento de onda corresponde a uma diminuição da frequência e portanto um desvio para o vermelho. Quanto maior for a distância percorrida, maior vai ser o desvio para o vermelho, a ponto de servir de critério para determinar a distância a que está a estrela.

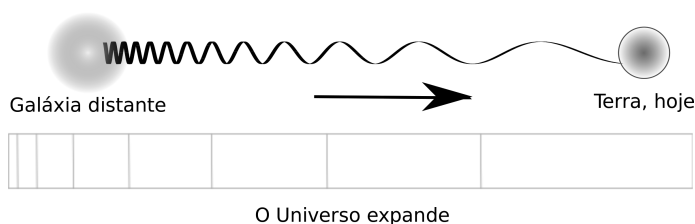


Figura 50: Desvio para o vermelho devido à expansão do Universo.

Este efeito só se observa a distâncias cosmológicas; não vemos nas estrelas da nossa galáxia, nem sequer nas galáxias próximas. Para distâncias curtas, o tempo que demora a radiação a chegar à Terra é pequeno para este efeito, especialmente quando comparado com o efeito de Doppler.

O desvio da frequência costuma ser representado por uma grandeza z (chamada *desvio para o vermelho* ou *redshift*) que é usada na prática pelos cosmologistas para indicar a distância (ou, equivalentemente, a antiguidade) de um dado objecto celeste. Calcula-se pela expressão:

$$z = \frac{f_e - f_{\oplus}}{f_{\oplus}}$$

$$z = \frac{f_e - f_{\oplus}}{f_{\oplus}}$$

em que f_e é a frequência emitida e f_{\oplus} é a frequência medida na Terra. O desvio para o vermelho pode ser medido, e caracteriza a galáxia. Mas para sabermos a que distância está, não basta este número. É também necessário saber como evoluiu o Universo, desde a emissão da radiação pela galáxia, até chegar até nós.

Radiação cósmica de fundo

Existe uma radiação de fundo, isotrópica, com uma distribuição de intensidade correspondente a uma radiação de corpo negro a uma temperatura de 2.725 K (radiação na zona das micro-ondas), descoberta por Penzias e Wilson em 1964.

Isto significa que, para qualquer lado que olhemos no espaço, vemos chegar até nós micro-ondas, com uma distribuição de frequências igual à de um corpo negro. Mais espantoso é que vemos que a temperatura dessa radiação é a mesma em todas as direcções, até 1 parte em 10^5 . As variações de temperatura são da ordem de 18 μ K, de uma zona para outra do céu.

A figura 51 mostra o mapa da radiação cósmica de fundo, obtida pelo telescópio WMAP. Entretanto, o telescópio Planck permitiu obter uma imagem ainda mais detalhada desta radiação.

É uma imagem de como era o Universo cerca 380 000 anos depois do Big-Bang. As flutuações de temperatura têm directa correspondência

com a densidade do Universo naquele ponto. Podemos estudar a distribuição estatística e espacial deste mapa, e obter assim muita informação sobre os momentos iniciais do Universo. Em concreto, podemos chegar a uma idade para o Universo de 13.82 mil milhões de anos, a uma composição de 4.9% de matéria, 26.8% matéria escura e 68.3% de energia escura, de que se falará adiante. Naturalmente, estes valores assumem um determinado modelo da expansão do Universo, o modelo padrão.

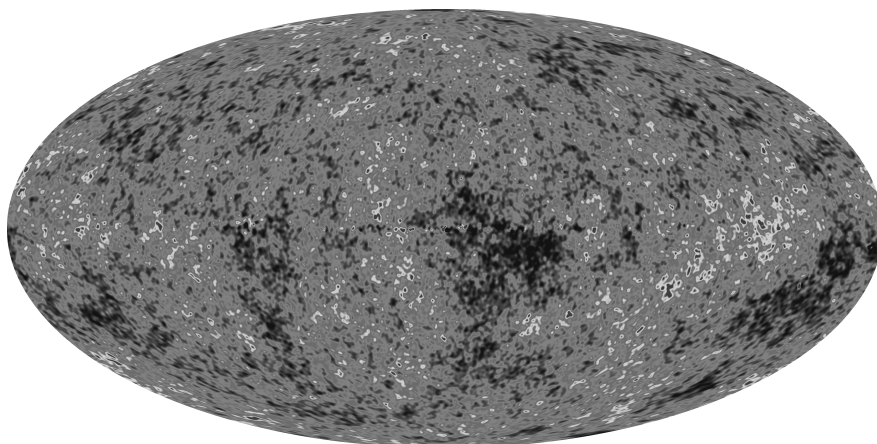


Figura 51: Mapa de temperatura da radiação de fundo de todo o céu, obtido pela sonda WMAP. A temperatura média é de 2.725 K; as partes mais claras são mais quentes 0.0002 K e as mais escuras são mais frias pelo mesmo valor. Cortesia de NASA/WMAP SCIENCE TEAM.

Proporção dos elementos no Universo

Observa-se³⁹ que 75% da massa do Universo primordial era constituída por hidrogénio, 25% hélio, cerca de 0.01% deutério e ainda traços de lítio e berílio.

Como é que se formaram estes elementos? E porque só estes? Ao responder a estas questões ficamos automaticamente com uma série de parâmetros como o tempo, a densidade e a energia envolvida na

³⁹Um dos problemas com que os astrónomos têm de se debater neste campo consiste em discernir que átomos são da época primordial e que átomos foram gerados, por exemplo, nas estrelas.

chamada nucleosíntese original do Universo. Veremos isso no próximo capítulo.

O Big-Bang

O Big-bang é uma teoria que visa explicar as observações cosmológicas, descritas no capítulo anterior. Antes de analisarmos a cronologia prevista na teoria, é necessário explicar alguns conceitos.

Factor de escala e curvatura do Universo

A Relatividade Restrita define uma grandeza chamada intervalo de espaço-tempo s , dada por (assumindo umas unidades em que a velocidade da luz $c = 1$)

$$ds^2 = dt^2 - (dx^2 + dy^2 + dz^2)$$

em que dt é um intervalo infinitesimal de tempo, e dx, dy, dz são distâncias infinitesimais nas três coordenadas espaciais. No capítulo sobre relatividade, na página 10, discute-se o intervalo de espaço-tempo com mais detalhe. É uma grandeza que tem um paralelismo com a distância entre dois pontos do espaço, mas envolvendo também o tempo. Em coordenadas esféricas, o intervalo de espaço-tempo fica:

$$ds^2 = dt^2 - (dr^2 + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2(\theta) d\phi^2)$$

A Relatividade Geral (ver página 20) prevê que o intervalo de espaço-tempo possa ter formas mais complicadas, que correspondem a uma distorção do espaço-tempo. Às relações que definem o intervalo de espaço-tempo chama-se métrica. Para manter a analogia anterior, é como se a definição de distância entre dois pontos variasse de lugar para lugar do espaço. A nível cosmológico, se assumirmos que o Universo é isotrópico e homogéneo (Princípio Cosmológico), a distorção

Intervalo de
espaço-tempo
em
coordenadas
esféricas.

Métrica de
Robertson-
Walker.

do espaço-tempo não depende dos ângulos θ e ϕ , e podemos escrever o intervalo de espaço-tempo na forma:⁴⁰

$$ds^2 = dt^2 - a^2 \left(\frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2(\theta) d\phi^2 \right) \quad (14)$$

Factor de
escala.

A $a(t)$ chama-se factor de escala do Universo. Para entender melhor o que é o factor de escala, consideremos duas galáxias que, num dado instante t_0 estão a uma distância \vec{x} entre elas. Ao longo do tempo, essa distância vai variar, devido à expansão do Universo. A distância real $\vec{r}(t)$ entre elas pode ser escrita em função das *coordenadas co-móveis* \vec{x} (nas quais a distância entre as galáxias é sempre a mesma):

$$\vec{r} = a(t)\vec{x}$$

As coordenadas \vec{x} são levadas junto com a expansão, e são fixas por definição; por outro lado, se o factor de escala duplica entre dois instantes, a distância real \vec{r} vai também duplicar.

Constante de
curvatura k .

Na equação 14, k é uma constante, e determina a curvatura do espaço-tempo, à escala cosmológica. Temos três casos possíveis:

$k > 0$ o Universo tem curvatura positiva e diz-se fechado

$k = 0$ o Universo tem curvatura nula, é plano

$k < 0$ o Universo tem curvatura negativa e diz-se aberto

Como k é uma constante, não depende do tempo e portanto a curvatura do Universo como um todo não varia.

Equações do movimento do Universo

A equação de Friedmann-Lemaître, derivada a partir da conservação da energia, descreve a forma como varia o factor de escala do Universo:

$$H^2 = \left(\frac{1}{a} \frac{da}{dt} \right)^2 = \frac{8\pi G}{3} \rho - \frac{k}{a^2} + \frac{\Lambda}{3} \quad (15)$$

em que $H(t)$ é o parâmetro de Hubble, G é a constante de gravitação universal, Λ é a constante cosmológica, introduzida por Einstein originalmente para anular a curvatura do espaço-tempo a nível cosmológico, e ρ é a densidade de massa (nas suas diversas formas) do Universo.

Constante cosmológica Λ .

Podemos definir uma densidade crítica ρ_c , substituindo na equação 15, $k = 0$ e $\Lambda = 0$:

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G} \quad (16)$$

Densidade crítica ρ_c .

e a partir daí definir o parâmetro densidade cosmológica:

$$\Omega_{tot} = \frac{\rho}{\rho_c} \quad (17)$$

A densidade crítica define muito bem a escala natural para a densidade do Universo; $\rho_c \approx 6$ átomos de hidrogénio por m^3 .

Parâmetro densidade cosmológica Ω .

É fácil de ver que quando $\Omega_{tot} > 1$, $k > 0$ e o Universo é fechado; quando $\Omega_{tot} < 1$, $k < 0$ e o Universo é aberto, e quando $\Omega_{tot} = 1$, $k = 0$ e o Universo é plano. Por isso, essa grandeza assim definida é útil para caracterizar o Universo.

Há várias contribuições para a densidade do Universo. Podemos distinguir a contribuição que não dá origem a pressão, que é o que habitualmente chamamos matéria (prótons, neutrões, electrões e a matéria escura) Ω_m , e a contribuição das partículas relativísticas, como os fótons (Ω_r), que produzem uma grande pressão positiva. Ainda podemos definir uma contribuição por parte da constante cosmológica $\Omega_\Lambda = \Lambda/(3H^2)$, que representa a densidade relativa de energia do vácuo (e que podemos associar à energia escura), de grande pressão negativa: é a única que pode causar a aceleração do Universo. Reescrevemos então a equação 15 na forma:

$$\frac{k}{a^2} = H^2 (\Omega_m + \Omega_r + \Omega_\Lambda - 1)$$

Podemos encontrar soluções simples para o factor de escala a para os três casos em que quem domina a expansão do Universo, é:

- ou a matéria;
- ou a radiação;

⁴⁰Chama-se métrica de Robertson-Walker.

- ou a energia do vácuo;

ou seja, quando o respectivo parâmetro de densidade é muito maior do que os outros dois. Então:

Universo dominado pela matéria: $a(t) \propto t^{2/3}$

Universo dominado pela radiação: $a(t) \propto t^{1/2}$

Universo dominado pela energia de vácuo: $a(t) \propto e^{(\Lambda/3)^{1/2}t}$

Neste momento (2013), os valores determinados para os parâmetros de densidade são:

$$\Omega_m = 0.317$$

$$\Omega_\Lambda = 0.683$$

$$\Omega_r \approx 0$$

Taxa de expansão do Universo

A actual taxa de expansão do Universo é dada pelo parâmetro de Hubble H no instante actual t_0 e designa-se por H_0 . A velocidade a que se afastam as galáxias distantes é dada por:

$$v = H_0 r$$

em que r é a distância da galáxia até nós. O valor de H_0 costuma ser apresentado em função de um outro parâmetro h , na forma:⁴¹

$$H_0 = 100h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$$

e o valor actual de h é $h = 0.674 \pm 0.014$. Isto significa que um objecto a uma distância de 100 Mpc afasta-se de nós a uma velocidade de 6740 km/s.

O início

Se o Universo está em expansão, como se verifica pelo desvio para o vermelho da emissão das galáxias distantes, então podemos extrapolar

⁴¹pc é uma unidade de distância; 1 Mpc = 3.261×10^6 anos-luz

Velocidade a
que se afastam
as galáxias:
 $v = H_0 r$

para o passado, admitindo uma velocidade de expansão constante:

$$\frac{d^2 a}{dt^2} = 0$$

e usando o valor actual da expansão H_0 , para obter $a = 0$ há $\frac{9.77}{h} \times 10^9$ anos. Nessa altura, todas as coordenadas de todos os objectos seriam zero, toda a matéria do Universo estaria concentrada num só ponto, e naturalmente as leis do Universo que conhecemos não funcionariam. A esse instante chama-se Big-Bang ou singularidade inicial.

Singularidade inicial.

Não se pode fazer mais do que especular sobre as condições do Universo nessa altura e nos momentos seguintes.

Há, no entanto, uma hipótese de um fenómeno que terminaria extremamente cedo na evolução do Universo ($t = 10^{-32}$ s depois do instante zero, que será a referência a partir de agora) e que permite explicar dois fenómenos observados: o problema da planura e do horizonte.

O problema da planura consiste no seguinte: o valor medido do parâmetro densidade do Universo é entre 0.5 e 1.5; seria uma coincidência fantástica se acertasse exactamente no 1! Mas não há nenhuma razão para Ω_{tot} ter este valor em vez de outro. Para explicar este valor tão próximo da unidade, é necessário que, 10^{-12} s depois do Big-Bang, Ω_{tot} tenha um valor igual a 1 com uma precisão de 10^{-30} .

Problema da planura

O problema do horizonte é mais preocupante. Nós observamos que o Universo estava praticamente à mesma temperatura quando se gerou a radiação cósmica de fundo. Para isso acontecer, o Universo teve de ter alcançado equilíbrio térmico por essa altura. Mas para alcançar o equilíbrio térmico, as diversas partes têm de interagir, trocar energia umas com as outras. Existe uma velocidade limite para essas trocas, que é a velocidade da luz: duas partes do Universo que estejam de tal modo separadas que a luz não tenha tido tempo de ir de uma parte à outra (no tempo de duração do Universo), não podem alcançar o equilíbrio térmico uma com a outra.

Problema do horizonte.

A hipótese da inflação foi proposta por Alan Guth em 1981, e consiste num período muito breve, logo no início da expansão, em que o Universo terá sido dominado pela energia de vácuo, levando a um crescimento exponencial do factor de escala:

Inflação.

$$a(t) \propto e^{\sqrt{\Lambda/3} t} \quad (18)$$

Se este período terminar bem cedo ($t \sim 10^{-32}$ s), dando-se seguidamente uma expansão dominada pela radiação e a matéria, este fenómeno é compatível com as observações cosmológicas, e ainda resolve os problemas da planura e do horizonte.

O problema da planura fica resolvido porque a inflação leva a densidade a tornar-se precisamente 1, porque temos a relação:

$$|\Omega_{tot} - 1| \propto e^{-\sqrt{\Lambda/3} t} \quad (19)$$

em que a exponencial tende para zero rapidamente e portanto Ω_{tot} tende para 1, ou seja, um Universo plano.

O problema do horizonte também fica resolvido, porque quando o Universo tinha uma dimensão ínfima, antes da inflação, teve tempo de termalizar e, devido à mesma inflação, foi depois expandido para dimensões gigantescas. Só que nessa altura o equilíbrio já tinha sido alcançado.

Cálculos simples mostram que a inflação teria provocado uma expansão do Universo por um factor de 10^{43} em cerca de 10^{-32} segundos!

O Universo onde domina a radiação

Supõe-se que, até $t \sim 10^{-12}$ s, o Universo é dominado pela radiação e por pares de partícula-antipartícula massivos, que são constantemente criados e aniquilados. Basicamente, um fóton de altíssima energia gera um par partícula-antipartícula, que mais tarde se aniquila, emitindo fótons ou outras partículas.

A partir de $t > 10^{-12}$ s começa a formar-se uma *sopa* de quarks e gluões. O acelerador de partículas RHIC (EUA), acelerando iões de ouro até 100 GeV, conseguiu recriar esta sopa de quarks e gluões, e verificaram que tem um comportamento típico de um líquido perfeito. Essa descoberta já foi confirmada pelo LHC do CERN, que continuará a explorar esta fase da matéria. Entramos, portanto, numa época do Universo da qual já vamos conhecendo como funciona a Física, e deixamos a especulação para trás.

Um microsegundo depois do Big-Bang, o Universo já arrefeceu o suficiente, para que deixe de ser possível a criação de pares barião-

antibarião (por exemplo pares próton-antipróton). Isto significa que os fótons já não são suficientemente energéticos para criar pares, e deixa de haver equilíbrio entre a criação e a aniquilação: os pares aniquilam-se e já não são criados novamente, libertando grandes quantidades de radiação.

Nesta altura manifesta-se a assimetria entre as partículas e as antipartículas, uma vez que, por alguma razão ainda não compreendida, sobram partículas, que são as que constituem o Universo actual (as antipartículas desaparecem totalmente por aniquilação com partículas e, possivelmente, por mais algum mecanismo).

As partículas que sobram são essencialmente prótons, neutrões, electrões, pósitrons e fótons, todas interagindo intensamente umas com as outras. A radiação de neutrinos de fundo (ainda não detectada) terá surgido nesta altura.

Um segundo depois, a energia já é tão baixa, que os fótons já não conseguem criar pares electrão-pósitron, e estas partículas aniquilam-se em massa. Reacções do tipo

$$\nu_e + n \longleftrightarrow p + e^- \quad (20)$$

vão mantendo o equilíbrio entre os prótons e os neutrões, embora estes últimos decresçam em número, à medida que o Universo vai arrefecendo.

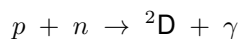
Nesta altura, já não há vestígios de partículas exóticas, apenas existem aquelas que encontramos no nosso mundo, embora a uma temperatura superior a 20 000 K, e com uma densidade que ronda os 10^6 kg/cm^3 .

Nucleosíntese primordial

Durante os três primeiros minutos, dá-se a nucleosíntese, isto é, a formação de núcleos atómicos mais pesados do que o hidrogénio, a partir de reacções de fusão nuclear. A temperatura do Universo é da ordem de 1 MeV^{42} no início desta época e a razão entre o número de neutrões e prótons é de 1/7.

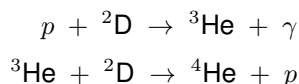
⁴²A temperatura pode ser medida em unidades de energia; o factor de conversão para kelvin é: $E = (3/2)k_B T$.

A nucleosíntese começa com a produção de deutério



mas a temperatura ainda é demasiado alta, para o deutério sobreviver muito tempo. Quando a temperatura cai para 0.1 MeV, deixa de ser suficiente para dissociar os núcleos formados. Só reacções a dois corpos são significativas, uma vez que a densidade do Universo é já baixa (semelhante à da nossa atmosfera).

Dão-se reacções do tipo:



Praticamente todos os neutrões acabam nos núcleos de hélio-4 (partículas α). O núcleo maior produzido de forma significativa é o de ${}^7\text{Li}$.

Ao fim dos 3 primeiros minutos, ficam praticamente fixadas as proporções dos elementos formados na nucleosíntese primordial. Essas proporções são previstas pelo modelo padrão, e os seus valores medidos são apresentados na tabela 12.

Elemento	Abundância
${}^4\text{He}/\text{H}$	~ 0.25
${}^2\text{D}/\text{H}$	$\sim 10^{-5}$
${}^3\text{He}/\text{H}$	$\sim 10^{-5}$
${}^7\text{Li}/\text{H}$	$\sim 10^{-10}$

Tabela 12: Abundâncias relativas dos elementos produzidos na nucleosíntese primordial. As razões são de massa.

Até ao momento, tem sido difícil medir a quantidade primordial do ${}^3\text{He}$, e a abundância de ${}^7\text{Li}$ medida é inferior à prevista no modelo padrão da Cosmologia, mas isso não impede de considerarmos a abundância de elementos uma previsão bastante bem sucedida.

O Universo onde domina a matéria

O Universo continua a sua expansão, arrefecendo. Nesta altura, é um plasma totalmente ionizado, e a radiação electromagnética é constantemente absorvida e re-emitida pelas cargas (protões e electrões) livres (ver secção sobre plasmas, na página 80). A radiação percorre distâncias curtas antes de ser absorvida, e o Universo é, portanto, opaco à radiação electromagnética.

Esta situação muda quando a temperatura desce abaixo dos $\sim 10\,000$ K. Nesta altura, os electrões começam a ligar-se aos núcleos, formando átomos neutros. Costuma chamar-se época da recombinação.

Recombinação.

Cerca de 380 000 anos depois do Big-Bang, com a temperatura a cerca de 3000 K, o número de átomos ionizados já é suficientemente baixo para que os fotões possam viajar grandes distâncias sem serem absorvidos. Isto aconteceu a cerca de $z \approx 1\,100$. O Universo tornou-se transparente, e essa radiação chega até nós.

Origem da radiação cósmica de fundo.

Ora, se o Universo está em expansão, a distribuição de frequências emitidas em $z \approx 1\,100$ vai ser diferente da que medimos agora. No entanto, pode-se mostrar que, se a distribuição de frequências inicial for a do corpo negro, ou seja, se o Universo estiver em equilíbrio térmico no momento em que se torna transparente, a distribuição de frequências dessa radiação à medida que o Universo expande vai continuar a ser a de um corpo negro, mas a uma temperatura menor.

A distribuição de frequências tipo corpo negro é preservada com a expansão do Universo, mas a uma temperatura dada por

$$T_{actual} = T_{inicial} \frac{a_{inicial}}{a_{actual}} \quad (21)$$

Actualmente, podemos observar uma distribuição de frequências correspondente a um corpo negro a 2.725 K, o que corresponde a uma emissão máxima nas micro-ondas. Por isso chama-se radiação de micro-ondas cósmica de fundo.

As propriedades desta radiação, nomeadamente os desvios em relação à temperatura média e a sua distribuição espacial, permitem-nos inferir muitas coisas dos primórdios do Universo.

Entre elas, destacam-se a geometria do Universo ser plana, o ser ne-

Radiação de fundo é a coisa mais antiga que observamos.

cessário recorrer a uma *energia escura* e uma *matéria escura* para explicar os resultados e as instabilidades serem suficientes para derivar delas as grandes estruturas do Universo.

A partir deste momento o que se passa é observável. A radiação de fundo é a coisa mais antiga que observamos.

Idade das trevas cósmica e re-ionização

Segue-se um longo período em que o Universo não tem fontes de luz. A maior parte dos átomos estão neutros e ainda não se formaram estrelas.

Esta época termina ao fim de mil milhões de anos ($z \approx 10$). Nessa altura, começaram a formar-se as primeiras estrelas, e as primeiras estruturas cósmicas, na forma de filamentos gigantescos.

À medida que as estrelas se vão formando, a radiação emitida por elas começa a ionizar os átomos neutros que estão distribuídos pelo Universo. A densidade já é tão baixa, que um electrão emitido por ionização dificilmente volta a encontrar um átomo para se recombinar.

O Universo volta a ser um plasma, que é o seu estado actual, mas desta vez tão pouco denso que se mantém translúcido.

O nosso sistema solar deve ter-se formado 8-9 mil milhões de anos depois do Big-Bang, que terá ocorrido há 13.82 mil milhões de anos.

O destino do Universo

Os dados experimentais actuais indicam que o Universo está em expansão acelerada, pelo que nunca mais voltaria a colapsar.

Isto resulta de uma constante cosmológica $\Lambda > 0$.

No entanto, tem de se ter cuidado com estas conclusões, uma vez que isto pode ser um fenómeno temporário, como o terá sido na época da inflação. Se este valor vier a ser negativo no futuro, o Universo poderia colapsar.

Entretanto só podemos afirmar que tudo indica que seguirá expandindo indefinidamente.