

A Expansão do Universo

(The Expansion of the Universe)

Ioav Waga

*Universidade Federal do Rio de Janeiro, Instituto de Física
Rio de Janeiro, RJ, 21945-970, Brasil*

Recebido em 31 de março, 2000

O século XX foi extremamente rico em descobertas tanto na física, de uma forma geral, como na cosmologia. Foi neste século que descobriu-se a existência de galáxias e que elas constituem os tijolos das grandes estruturas no Universo. Também neste século descobriu-se que o Universo está em expansão e essa grande descoberta é o tema principal desse artigo. O ano de 1998 pode tornar-se um marco na história da cosmologia. A descoberta nesse ano de que o Universo está em expansão acelerada, se confirmada, é de importância comparável à descoberta na década de 60, da existência de uma radiação cósmica de fundo (veja a seção VI). Certamente ela traz um impacto profundo na nossa compreensão do cosmos, abre novas perspectivas para a teoria de campos, para a física de partículas elementares e como toda grande descoberta lança novos desafios. A aceleração da expansão do Universo, suas evidências observacionais e possíveis causas são assuntos que também trataremos aqui.

I Introdução

No século XX tivemos grandes astrônomos, mas sem dúvida Edwin Powell Hubble destacou-se entre eles. Hubble é considerado o maior astrônomo desde Copérnico: realizou descobertas tão importantes que imortalizariam qualquer cientista que tivesse descoberto ao menos uma delas. Ele deu uma contribuição fundamental à descoberta de galáxias, criou um sistema simples de classificação de galáxias aceito até hoje e finalmente mostrou que o Universo está em expansão.

Hubble nasceu em novembro de 1889 em uma família de classe média no estado de Missouri nos Estados Unidos. Aos 10 anos de idade, estimulado pelo seu avô materno, surgiu seu interesse pela astronomia. Entretanto a trajetória seguida, até se tornar um astrônomo consagrado está longe de ser linear. Em 1906, aos 17 anos entrou para a Universidade de Chicago onde realizou seus estudos universitários. Entre 1910 e 1913 estudou ciências jurídicas na Universidade de Oxford na Inglaterra, e aos 25 anos de idade retornou à Universidade de Chicago onde defendeu tese de doutorado em astronomia. Após a defesa de tese, alistou-se como major na força expedicionária americana e seguiu para a França onde comandou um batalhão na primeira guerra mundial. Em 1919 voltou aos Estados Unidos e foi então contratado para trabalhar no Observatório do Monte Wilson. Foi nesse observatório que realizou suas grandes descobertas.

II Como Hubble descobriu as galáxias

Uma das grandes questões da astronomia no início do século XX era saber a natureza das nebulosas espirais. Alguns astrônomos argumentavam serem elas um sistema de estrelas que nos circundam, enquanto outros defendiam a tese de que as nebulosas espirais eram sistemas semelhantes à nossa própria galáxia e situadas bem mais distantes que as estrelas usuais. A existência de nebulosas já era conhecida há centenas de anos.

Em abril de 1920 ocorreu um debate entre dois grandes astrônomos da época, Herbert Curtis e Harlow Shapley, que entrou para a história da cosmologia. Uma das questões do debate era a natureza das nebulosas espirais. Curtis dizia: “*A evidência hoje aponta fortemente para a conclusão de que as espirais são galáxias individuais, ou universos ilhas, comparáveis em dimensão e número de componentes individuais à nossa própria galáxia.*” Enquanto que Shapley defendia um outro ponto de vista: “*Me parece que a evidência é oposta a que as espirais sejam galáxias de estrelas comparáveis à nossa própria galáxia. Até o presente não há razão para modificarmos a hipótese tentativa de que as espirais são simplesmente objetos nebulosos.*” A disputa não foi resolvida então. O que faltava? Dados precisos sobre a nossa distância até as nebulosas.

Em 1923 Hubble inicia, em Monte Wilson, uma série de observações de Andrômeda, a mais famosa das

nebulosas espirais. No início de outubro ele observa em Andrômeda duas novas e uma estrela variável bem tênue. Essa última era uma grande descoberta. Após uma sequência de observações, Hubble pode concluir que a estrela variável era do tipo cefeida¹. Mas por que isso era tão importante? Em 1912, Henrietta Leavitt, uma astrônoma do Harvard College Observatory, mostrou a existência de uma correlação entre a luminosidade absoluta² de estrelas variáveis cefeidas e o período de oscilação da intensidade da luz vinda dessas estrelas. A correlação é no sentido de que quanto maior o período entre dois máximos (variando de alguns dias até algumas semanas), maior a luminosidade absoluta. Observando-se o período de variação de uma estrela cefeida, os resultados de Leavitt permitem inferir sua luminosidade absoluta. Assim, como a intensidade da luz cai com o inverso do quadrado da distância, podemos determinar a distância de uma estrela cefeida medindo sua luminosidade aparente³ e estimando sua luminosidade absoluta através da observação do período. Usando a técnica desenvolvida por Leavitt, Hubble pode determinar a distância à Andrômeda. Em fevereiro de 1924 Hubble escreveu uma carta a Shapley em que dizia: “*Você se interessará em ouvir que encontrei uma variável cefeida na nebulosa Andrômeda (M31). ... Em anexo segue uma cópia da curva de luz que, mesmo grosseira, mostra de forma inquestionável as características de uma cefeida. ... Usando o valor de Seares ... a distância obtida possui um valor acima de 300 000 parsecs.*”⁴

Já se conhecia, naquela época, que o raio da nossa galáxia era bem menor que o valor acima (o raio da galáxia é da ordem de 15 000 parsecs). Portanto a conclusão era inescapável. A nebulosa Andrômeda é uma galáxia espiral semelhante a nossa Via Láctea e que, sabemos hoje, encontra-se a uma distância aproximada de 2,9 milhões de anos luz.⁵

III A Lei de Hubble

É um fato comum a todas as grandes descobertas científicas que estas só ocorrem após serem precedidas

por pequenos e importantes passos. A descoberta da lei que governa a expansão do Universo feita por Hubble não fugiu a essa regra. Contar um pouco dessa história é o objetivo desta seção.

Em 1901, Vesto M. Slipher, um jovem astrônomo, então com 25 anos, foi contratado para trabalhar no Observatório Lowell no Arizona (EUA). Durante mais de 10 anos Slipher analisou o espectro da luz vinda de estrelas e nebulosas.⁶ Em 1912, percebeu que as linhas espectrais de Andrômeda estavam no lugar errado: elas estavam deslocadas para o azul, isto é, para a região do espectro de menores comprimentos de onda. Medindo o deslocamento espectral ele conseguiu determinar a velocidade de Andrômeda em relação à Terra. Isso foi possível devido ao fenômeno denominado efeito Doppler, nome dado em homenagem à Christian Doppler, cientista austríaco que em 1842 o descobriu. No caso de uma onda que propaga-se em um meio material (uma onda sonora por exemplo), esse efeito manifesta-se em uma mudança na frequência observada sempre que o detector ou a fonte movem-se em relação ao meio. Observamos que o som vindo da sirene de uma ambulância torna-se mais agudo (maior frequência) quando esta aproxima-se de nós e mais grave quando ela se afasta. O efeito ocorre não apenas com ondas sonoras mas com ondas eletromagnéticas (como a luz vinda de uma galáxia) também. A distância entre duas cristas de uma onda (comprimento de onda) medida por um observador, é menor (deslocamento para o azul - som agudo) quando a fonte emissora aproxima-se do observador do que quando a fonte está parada. Quando a fonte afasta-se do observador o comprimento de onda medido por ele é maior (deslocamento para o vermelho - som grave). Para a radiação eletromagnética temos:

$$z = \frac{\lambda_{\text{observado}} - \lambda_{\text{emitido}}}{\lambda_{\text{emitido}}} = \frac{v_e}{c}, \quad (1)$$

onde c é a velocidade da luz, $\lambda_{\text{observado}}$ é o comprimento de onda observado, λ_{emitido} é o comprimento de onda no referencial da fonte, v_e é a velocidade da fonte (em relação ao observador) e z é o desvio para o vermelho. Velocidades positivas indicam afastamento da fonte em relação ao observador e correspondem a z positivo. A

¹Cefeidas são estrelas instáveis, com aproximadamente dez vezes a massa do Sol e cujo brilho, devido a variação de sua opacidade, oscila periodicamente.

²Energia por unidade de tempo emitida por uma fonte.

³Energia por unidade de área por unidade de tempo recebida por um detector aqui na Terra

⁴1parsec = 3,26 anos luz

⁵Hoje se sabe que nossa distância à Andrômeda é o triplo da distância estimada por Hubble em sua carta a Shapley. No início da década de 50 Walter Baade mostrou que existem dois tipos distintos de variável cefeida. Esta descoberta teve um enorme impacto na cosmologia observacional originando uma grande revisão nas estimativas de distância.

⁶A radiação emitida por um corpo pode ser analisada por um instrumento chamado espectroscópio. Em linhas gerais, esse instrumento consiste essencialmente de um anteparo com uma fenda, um prisma e uma tela onde a luz vinda do objeto é projetada. A luz de uma lâmpada comum, por exemplo, quando passa pela fenda é decomposta pelo prisma e projeta-se na tela em um espectro contínuo onde aparecem todas as cores (frequências visíveis) do vermelho ao violeta. Um gás aquecido de hidrogênio, por outro lado, projetará na tela apenas algumas frequências (espectro discreto de emissão). Caso coloquemos um gás frio entre a lâmpada comum e o anteparo, veremos que algumas linhas espectrais não aparecem (espectro de absorção) no anteparo. As linhas de emissão ou absorção de um gás são uma característica da composição química do gás. Isto é, elas são uma espécie de impressão digital do(s) elemento(s) químico(s) que constitui(m) o gás. Pela posição de uma linha espectral uma pessoa treinada pode dizer exatamente que elemento químico é responsável por ela. Veja, por exemplo, “Astronomy Today” de Chaisson & McMillan onde é possível obter mais informação.

fórmula vale para velocidades bem menores que a da luz.

A velocidade de Andrômeda estimada por Slipher era da ordem de 300 km/s. Em 1915 ele já tinha 40 medidas de espectro de nebulosas com 15 velocidades radiais estimadas, número que sobe para 25 em 1917. Contrariamente ao observado para Andrômeda, a grande maioria apresentava velocidades positivas. Por exemplo, das 41 nebulosas com desvio para o vermelho medido em 1923, apenas 5 (incluindo Andrômeda) aproximavam-se da Terra. A velocidade das nebulosas era considerada muito alta, em média maior que vinte vezes as velocidades típicas encontradas para estrelas. Os valores obtidos estavam compreendidos entre 200 e 1100 km/s.

Enquanto a cosmologia observacional começava a desenvolver-se nos Estados Unidos, na Europa progressos teóricos fundamentais estavam sendo feitos. Em 1917 Albert Einstein já havia desenvolvido sua teoria para o campo gravitacional, a relatividade geral, e construído o primeiro modelo cosmológico relativístico. O modelo de Einstein, além de ser espacialmente homogêneo, tinha a propriedade de ser estático. Naquela época os cientistas acreditavam ser esta uma característica do Universo. Como a gravitação é atrativa, para obter um Universo estático Einstein foi obrigado a modificar suas equações originais do campo gravitacional introduzindo um termo repulsivo, a chamada constante cosmológica (Λ). Einstein acreditava que seu modelo possuía as seguintes virtudes: 1) podia relacionar a massa do Universo com a constante cosmológica, o que estava em acordo com um princípio que lhe era muito caro, o princípio de Mach ⁷; 2) acreditava ser este o *único* modelo com essas características; 3) mostrou ser possível construir um modelo cosmológico consistente com a relatividade geral.

Em 1917, o astrônomo holandês Willem de Sitter também publica três trabalhos em que aplica a relatividade geral à cosmologia. Mostra que é possível obter-se novas soluções da relatividade geral, com constante cosmológica, estáticas ⁸, porém vazias (sem matéria), o que de certa forma entra em conflito com as virtudes atribuídas por Einstein ao seu modelo. De Sitter sugere ainda que a velocidade de afastamento de objetos aleatoriamente espalhados em seu Universo aumentaria com a distância. ⁹ Esta propriedade era então conhecida como “efeito de Sitter”. Portanto, já em 1917 é possível notar-se a semente do que viria a ser mostrado observacionalmente por Hubble mais de uma década depois.

Em 1922, Aleksandr Aleksandrovich Friedmann, cientista russo nascido em 1887 na cidade de São Petersburgo, obteve, pela primeira vez, soluções expansi-

onistas das equações de Einstein. Nessa época, tanto Einstein quanto de Sitter insistiam que as propriedades do espaço-tempo são estáticas. Einstein chegou mesmo a publicar uma nota em que declarava estar o trabalho de Friedmann matematicamente incorreto. Contudo, um ano depois ele admitiu seu erro e reconheceu a importância do trabalho de Friedmann. O Universo descrito pelo modelo de Friedmann é espacialmente homogêneo, isotrópico em relação a qualquer ponto, e possui uma origem no passado em que a densidade de matéria diverge. Este modelo é considerado atualmente o modelo padrão da cosmologia. Friedmann mostrou que sob certas condições obtém-se uma solução que descreve a expansão e contração em ciclos do universo e cujo período ele estimou em dez bilhões de anos. É notável que ele tenha chegado a esse valor bastante próximo ao que hoje acreditamos ser a idade do Universo (quatorze bilhões de anos). Friedmann publicou ainda outro trabalho em 1924, mas no ano seguinte, contraiu tifo e faleceu precocemente aos trinta e sete anos.

Motivado pelas medidas de Slipher e pelo “efeito de Sitter”, o alemão C. Wirtz foi o primeiro astrônomo a buscar uma relação entre a distância e a velocidade das galáxias. Wirtz usou o diâmetro aparente das galáxias como indicador de distância. Quanto mais afastada uma galáxia menor seu diâmetro aparente. Em 1922 sugeriu que a velocidade cresce com a distância, porém a relação encontrada por ele não era linear e sim logarítmica. Estudos semelhantes foram realizados por Lundmark e Stronberg, sem contudo concluir sobre a existência ou não de alguma relação entre velocidade e distância.

Em 1928, H. Robertson, usando as velocidades obtidas por Slipher e dados de distância de galáxias já publicados por Hubble, encontra uma relação aproximadamente linear entre velocidade e distância. Ele publica seu trabalho em uma revista não muito lida por astrônomos. Não se sabe se Hubble tinha ou não conhecimento da publicação de Robertson. O fato é que a idéia já era de conhecimento público desde o primeiro trabalho de de Sitter em 1917. Em 1929, e nos anos subsequentes, Hubble sistematicamente estende suas medidas de distância, e usando desvios para o vermelho medidos por Milton Humason, coloca sobre uma base firme a validade da lei que indica que a razão entre a velocidade de afastamento de uma galáxia e sua distância é uma constante.

A seguir, iniciaremos uma discussão um pouco mais técnica, pois julgamos importante fazer uma distinção entre o que chamaremos de “*lei de Hubble do astrônomo*” e a lei que foi obtida posteriormente e que

⁷ Ernst Mach (1838-1916) filósofo e físico austríaco, preocupou-se com a noção de movimento absoluto presente na física newtoniana. Ele acreditava que como a aceleração das partículas é sempre medida em relação a algum referencial inercial (as estrelas fixas), a inércia de uma partícula não seria um atributo inerente a ela mas deveria depender da distribuição da matéria no Universo.

⁸ A rigor a solução encontrada por de Sitter é estacionária, isto é, suas propriedades independem do tempo.

⁹ Como o universo de de Sitter é vazio estes objetos seriam apenas partículas teste.

denominaremos “Lei de Hubble”.¹⁰

O que de fato Hubble observou foi a existência de uma relação linear entre o desvio para o vermelho e a distância, isto é,

$$cz = H_0 d \quad ; \quad H_0 = \text{constante}. \quad (2)$$

Essa é, na verdade, uma relação de validade limitada. Só é válida para pequenas distâncias ou pequenos desvios para o vermelho. No célebre trabalho de Hubble de 1929 a distância das galáxias mais afastadas é de aproximadamente dois milhões de parsecs. Para essas distâncias, ou mesmo para distâncias maiores, a lei acima é perfeitamente válida. Usando então a equação (3.1), que relaciona velocidade e desvio para o vermelho (válida para baixas velocidades), $v_e = cz$, chegamos a lei de Hubble do astrônomo:

$$v_e = H_0 d. \quad (3)$$

Note que aqui H_0 é uma constante e que v_e é a velocidade da fonte no instante da emissão, isto é no passado, relativa ao observador. A Lei de Hubble, por outro lado, é escrita como:

$$v(t) = H(t) d(t). \quad (4)$$

Existem algumas diferenças entre a relação acima e a lei de Hubble do astrônomo. Em primeiro lugar, todas as quantidades na expressão acima são tomadas no mesmo instante t . Veja que na equação (3) H_0 é uma constante (denominada constante de Hubble) enquanto em (4) a quantidade $H(t)$ é uma função do tempo. Na verdade essa quantidade, denominada parâmetro de Hubble, em geral diminui com o tempo. A constante de Hubble (H_0) é o valor do parâmetro de Hubble hoje, isto é, no instante $t = t_{hoje}$. Uma outra diferença é o significado da velocidade que aparece na Lei de Hubble. É usual denominá-la *velocidade de recessão* por razões que ficarão claras adiante.

Mas qual é o significado físico da distância d que aparece na equação 4? Em cosmologia temos várias definições de distância, sendo que algumas podem ser observacionalmente determinadas enquanto outras não. Por exemplo: há pouco descrevemos como Hubble determinou a distância de Andrômeda usando cefeidas e a relação período-luminosidade descoberta por Leavitt. A distância obtida dessa forma ou de forma equivalente é denominada distância-luminosidade. A distância que aparece na Lei de Hubble é denominada distância própria. Ela não é uma quantidade observável, embora talvez seja a definição de distância mais próxima do que nosso senso comum entende como distância. Podemos defini-la operacionalmente da seguinte forma: suponha que pudéssemos organizar um consórcio cósmico com o objetivo de determinar a

distância de uma galáxia até nós. Para concretizar esse objetivo, esse consórcio poderia, por exemplo, colocar um número muito grande de observadores, cada observador muito próximo um do outro, enfileirados radialmente desde nossa posição até a galáxia. Esses observadores estariam com seus relógios sincronizados e combinariam que em um mesmo instante t cada qual enviaria um sinal de luz para o seguinte. Este então determinaria o instante de chegada do sinal e após multiplicar a velocidade da luz pelo intervalo de tempo gasto para o sinal chegar até ele, teria a distância que o separa de seu vizinho.¹¹ Esses observadores se reuniriam finalmente em uma grande convenção e após somarem todos os resultados parciais obtidos teriam a distância à galáxia no instante t . É claro que um consórcio desse tipo não pode ser realizado, mas se fosse possível, a distância obtida seria o que denominamos de distância própria. O aumento da distância própria das galáxias, em relação a nós, é reflexo da expansão do Universo. E a taxa de variação da distância própria de uma galáxia em relação ao tempo é o que denominamos de sua velocidade de recessão.

Embora a lei de Hubble do astrônomo tenha validade limitada, a Lei de Hubble, como definida, é sempre válida. Ela é consequência da homogeneidade e isotropia do Universo. A homogeneidade significa a equivalência de todos os pontos do espaço e a isotropia a igualdade, em um determinado ponto, de todas as direções. Mas se todos os pontos são equivalentes, isso implica a igualdade de todas as direções em qualquer ponto. Assim não podemos apontar para uma direção e dizer que para lá encontra-se o centro do Universo. Tampouco estamos no centro do Universo. A verdade é que não há centro do Universo, ou melhor todos os pontos são centrais. Isso realmente parece estranho! Talvez a idéia de que o Universo possui um centro tenha sua origem na imagem que fazemos do “big-bang”. É comum pensarmos na grande explosão como uma granada que explode no ar e cujos fragmentos voam em todas as direções a partir de um ponto. Como veremos, essa imagem, na verdade, possui alguns aspectos corretos e outros não.

Voltando a questão anterior. Mas como é que todos os pontos podem ser centrais? A melhor forma de ilustrar isso é por meio da imagem de um balão inflando. Considere então um balão elástico e suponha que as galáxias sejam pequenas moedas uniformemente distribuídas e coladas na superfície do balão. Neste exemplo é preciso desprezar a espessura das moedas e supor que o Universo esteja restrito à superfície bidimensional do balão, isto é, imagine que somos seres bidimensionais vivendo na superfície do balão. Ao inflarmos o balão, as moedas (galáxias) se afastam umas das

¹⁰E. Harrison chama essa lei de “lei linear da velocidade-distância”; veja o seu excelente livro “Cosmology, the Science of the Universe”.

¹¹Estamos aqui desprezando efeitos decorrentes de existir uma velocidade relativa entre dois observadores vizinhos, isto é, não estamos considerando a expansão do Universo durante o intervalo de tempo em que o sinal vai de um observador ao outro próximo.

outras, mas como elas estão uniformemente distribuídas na superfície do balão podemos nos situar sobre qualquer uma delas que veremos sempre o mesmo quadro. Isto é, todas as moedas são equivalentes (homogeneidade) e como o balão é esférico todas as direções são equivalentes (isotropia) em qualquer ponto. Observe que qualquer moeda pode ser tomada como centro, pois a distribuição das outras moedas em torno dela é esféricamente simétrica. Mas se olharmos na direção do raio do balão? Lembre-se que nesse universo somos seres bidimensionais e portanto isso não é possível!

Um outro aspecto ilustrativo no exemplo acima é que embora as moedas afastem-se umas das outras devido à expansão do balão, elas são feitas de metal e não aumentam de tamanho. O mesmo ocorre com as galáxias ou, em uma escala menor, com o próprio sistema solar. A Terra ou os planetas não se afastam do Sol devido à expansão do Universo, muito menos se distanciam os átomos ou as células do nosso corpo. Em todos esses casos há outras forças envolvidas, que tornam o efeito da expansão do Universo, nessas escalas, totalmente desprezível. Nesse aspecto a imagem da expansão do Universo como de fragmentos de uma granada afastando-se uns dos outros é correta. Os fragmentos mantêm a forma. Foi por essa razão que escolhemos moedas coladas ao balão para representar as galáxias, e não pintas desenhadas sobre o balão, que aumentariam à medida que esse inflasse.¹²

Há, contudo, no exemplo do balão, assim como no da granada, uma diferença importante com relação ao Universo. No caso do balão a expansão acontece em um espaço vazio e estático, isto é, ao inflar o balão ocupa uma região cada vez maior do espaço tridimensional. No caso do Universo isso não ocorre, o Universo é a totalidade e portanto não está expandindo-se dentro de um espaço vazio e estático que o contém. É realmente difícil imaginarmos isso. Nesse sentido, nos parece inadequada a pergunta: “para onde está o Universo expandindo-se?”. Embora bastante comum, ela é inadequada pois pressupõe que existe algo externo ao Universo.

Finalmente é interessante discutir um pouco mais sobre o conceito de *velocidade de recessão*. Em geral, quando falamos de velocidade de uma partícula em um determinado referencial, estamos nos reportando ao fato de que essa partícula ocupa diferentes posições ou coordenadas espaciais à medida que o tempo passa. Segundo a relatividade especial, a velocidade máxima de uma partícula é a velocidade da luz no vácuo, que é igual a $c = 300\,000$ km/seg. Contudo, há pouco afirmamos que a Lei de Hubble é sempre válida e o leitor poderia então perguntar-se se essa lei não violaria a re-

latividade especial. Note que para distâncias maiores que o chamado “raio de Hubble”, $d_H = c/H$, a velocidade de recessão de uma galáxia (equação 3.4) é maior que a velocidade da luz. A resposta à questão acima é sutil e exige uma discussão melhor do que é a velocidade de recessão. Como dissemos anteriormente o aumento da distância própria entre as galáxias é decorrência da expansão do Universo, ou seja, com a expansão do Universo aumentam as distâncias entre as galáxias distantes. Esse aumento contudo deve ser pensado, não como devido ao movimento das galáxias através do espaço, mas decorrente, digamos assim, do aumento do próprio espaço. Nesse sentido podemos pensar que as coordenadas espaciais das galáxias estão fixas e que o que está aumentando é o espaço entre elas. A Lei de Hubble não viola, portanto, a relatividade especial, pois a velocidade de recessão não é uma velocidade usual, como a descrita no início deste parágrafo, em que um objeto desloca-se no espaço. Ela decorre do aumento do espaço devido à expansão e em princípio pode ser infinita. A velocidade de recessão deixaria de existir se o Universo parasse de expandir.

Cabe dizer ainda que as galáxias possuem também uma velocidade aleatória no espaço, usualmente chamada de *velocidade peculiar*. Essa sim não pode ser superior à velocidade da luz. Ela surge porque o Universo real não é exatamente homogêneo, isto é, ele não é homogêneo em todas as escalas de distância.¹³ A propriedade de homogeneidade de fato só se revela quando consideramos as propriedades médias da distribuição de matéria em grandes escalas. É a existência de inhomogeneidades locais na distribuição de matéria que induzem o surgimento das velocidades peculiares de galáxias. Valores típicos para essas velocidades são da ordem de 300 km/s. Veja que a velocidade peculiar de Andrômeda explica o fato de Hubble ter observado que essa galáxia aproxima-se de nós (desvio para o azul). De fato, para galáxias próximas isso é possível, pois a velocidade de recessão é pequena e pode em princípio ser suplantada pela velocidade peculiar.

IV Supernovas e a expansão acelerada do Universo

Uma questão relevante, e que tem recebido grande atenção dos cosmólogos atualmente, é saber se a velocidade de recessão das galáxias está aumentando ou diminuindo com o tempo. Isto é, está o Universo em expansão acelerada ou desacelerada? Observações recentes de supernovas distantes sugerem que a expansão está acelerando. Isso não significa contudo que a ex-

¹²É curioso que esse erro é comum até mesmo em bons livros introdutórios de cosmologia. Veja por exemplo a figura 4.40 do livro “Flat and curved space-time” de G. F. R. Ellis e R. M. Williams, Clarendon Press, Oxford (1988).

¹³A homogeneidade é expressão do chamado “Princípio Cosmológico”, segundo o qual não ocupamos um lugar privilegiado no espaço. Esse princípio para pequenas escalas é certamente falso. Se consideramos todo o espaço, a probabilidade de um ponto estar no interior de uma galáxia é muito pequena. É menor ainda de estar próximo de uma estrela como o Sol.

pansão do Universo foi sempre acelerada. Na verdade o que as observações indicam é que o Universo entrou em uma fase de aceleração mais recentemente e que no passado remoto a expansão era desacelerada. Discutir porque e como os cosmólogos estão chegando a essa conclusão é o objetivo dessa seção.

Uma supernova é a explosão de uma estrela em fase final de evolução. Existem alguns tipos distintos de supernovas, classificadas de acordo com as características do espectro da luz que emitem. Por exemplo, as supernovas do tipo I são aquelas que não apresentam linhas de hidrogênio em seu espectro. Elas são ditas do tipo Ia quando há fortes linhas espectrais de silício. Assim como as cefeidas, as supernovas do tipo Ia (sne Ia) são ferramentas muito úteis em cosmologia: constituem o que costuma-se chamar de “vela padrão”. Um nome que julgamos ser também bastante apropriado é “régua cósmica”, pois as sne Ia nos auxiliam a determinar distâncias.

Em termos de evolução estelar, as sne Ia começam onde as cefeidas terminam, isto é, em um tipo de estrela chamada “anã branca”. Uma anã branca é uma estrela muito densa. É como se toda a massa do Sol estivesse confinada em uma região do tamanho da Terra.¹⁴ A estabilidade de uma anã branca é resultado de um balanço entre a força gravitacional atrativa e uma força repulsiva de origem quântica, que decorre do princípio de exclusão de Pauli entre elétrons. Por conta disso uma anã branca não pode ter qualquer massa. Existe um limite de massa, denominado “limite de Chandrasekhar”¹⁵ (que é igual a aproximadamente 1,4 massas solares), acima do qual a repulsão quântica não consegue mais contrabalançar a atração gravitacional.

Em geral uma anã branca vai lentamente esfriando-se e apagando. No entanto, se ela fizer parte de um sistema binário, pode começar a acumular massa proveniente de sua companheira, tornando-se mais e mais densa. Esse acúmulo de massa não se mantém indefinidamente: quando a estrela atinge o limite de Chandrasekhar ela começa a colapsar violentamente. Com o colapso o centro da estrela atinge temperaturas extremamente elevadas o que provoca o gatilho da cadeia de reações termonucleares. Uma explosão termonuclear tem então início e o material da estrela é violentamente lançado no espaço, chegando a atingir velocidades da ordem de 10 000 km/seg. Temos então uma sne Ia, que em seu referencial pode levar algumas semanas para atingir o máximo e alguns meses para terminar.

Até aqui descrevemos, em linhas bem gerais, o que é uma sne Ia. A seguir veremos porque elas são tão úteis para a cosmologia e como elas podem nos dizer alguma coisa sobre a expansão do Universo.

A principal característica das sne Ia e que as torna

de grande importância em cosmologia é a sua homogeneidade. Como sempre surgem devido a acreção de massa de anãs brancas em sistemas binários, essa homogeneidade é esperada. Na verdade, existe uma certa inhomogeneidade. Observou-se que as sne Ia que demoram mais a apagar são mais brilhantes. Para que se possa utilizá-las como réguas cósmicas, algumas técnicas foram desenvolvidas que usam essa informação para corrigir o brilho da sne Ia no máximo (pico) de sua luminosidade. Grosso modo, a variação de brilho entre a mais e a menos brilhosa das sne Ia é um fator 2, sendo que aproximadamente 80% das sne Ia são normais. Outra característica importante das sne Ia é sua alta luminosidade. No pico, ela atinge cerca de dez bilhões de vezes a luminosidade do Sol. Uma galáxia como a nossa possui 100 bilhões de estrelas e portanto, o brilho de uma sne Ia é comparável ao de uma galáxia. Essa propriedade, de ser muito luminosa, permite que possamos observar as sne Ia a grandes distâncias. Por exemplo, a luz vinda da supernova ck97 levou 8 bilhões de anos para chegar até nós. Uma sne Ia é 1 milhão de vezes mais luminosa que uma cefeida, e pode ser vista mil vezes mais longe. As sne Ia apresentam também algumas dificuldades. Por exemplo, as supernovas do tipo Ia são muito raras. Elas ocorrem a uma taxa de aproximadamente uma a cada 400 anos por galáxia. Assim, para observá-las com uma certa frequência, foi desenvolvida uma estratégia onde há o monitoramento de aproximadamente 100 campos de galáxias, cada qual com mil galáxias. Além disso, supernovas não são propriamente objetos e sim eventos que ocorrem muito rapidamente. É como um fogo de artifício (como um sinal de localização) que sobe ao céu, brilha e aos poucos apaga. Uma sne Ia com desvio para o vermelho $z \sim 0.5$, vista aqui na Terra, atinge o máximo em poucos dias e após algumas semanas já não é mais possível detectá-la nem com o mais potente telescópio.

Mas como é que as sne Ia podem nos indicar que o Universo está em expansão acelerada? A razão é simples. As distâncias em um Universo em expansão acelerada são maiores do que em um Universo que desacelera ou expande-se com velocidade constante. Assim, se o Universo estiver em expansão acelerada, supernovas distantes parecerão menos luminosas do que pareceriam se a expansão do Universo estivesse desacelerando-se.

Vejamos agora de forma qualitativa porque em um Universo que expande-se de forma acelerada as distâncias são maiores do que seriam se ele estivesse desacelerando. O que discutimos anteriormente sobre a lei de Hubble nos ajudará a entender isso. Consideremos então uma galáxia próxima cujo desvio para o vermelho, z , tenha sido medido. Para efeito de raciocínio desprezemos por hora a existência de uma possível velocidade peculiar. Para galáxias próximas podemos,

¹⁴A massa do Sol é um milhão de vezes maior que a massa da Terra

¹⁵Esse limite foi obtido por Subrahmanyan Chandrasekhar, físico indiano que em 1983 recebeu o prêmio Nobel pelo seu trabalho sobre estrelas

como Hubble, pensar no desvio para o vermelho como um puro efeito Doppler. Assim, conhecendo z e usando que $v_e = z c$, obtemos a velocidade de afastamento da galáxia *no instante da emissão* da luz. Como essa radiação leva um certo tempo para chegar até nós, ela é detectada posteriormente, isto é, no presente. Considere agora a Lei de Hubble: $v(t) = H(t)d(t)$ e tome t como o tempo presente, isto é, $t = t_{hoje}$. Sabendo-se então que no passado a velocidade da galáxia era v_e , podemos concluir que se o Universo está em expansão acelerada a velocidade dessa galáxia hoje será maior do que seria se o Universo estivesse desacelerando ou expandindo com velocidade constante. Portanto, considerando um valor fixo para a constante de Hubble (H_0), concluímos da Lei de Hubble, que velocidades maiores implicam em distâncias maiores.

Resumindo: o que medimos de uma supernova é seu desvio para o vermelho e a sua luminosidade aparente. A luminosidade intrínseca é estimada observando-se supernovas próximas cujas distâncias sejam conhecidas, por exemplo, através da observação de cefeidas nas galáxias onde essas supernovas apareceram. Observe que aqui a hipótese de que as sne Ia formam um conjunto homogêneo é crucial; caso contrário não poderíamos inferir a luminosidade intrínseca das supernovas distantes usando supernovas próximas. Atualmente existem dois grupos rivais, envolvidos na observação e análise de sne Ia, com mais de uma centena de supernovas observadas. Os dois grupos após uma análise muito cuidadosa chegaram a uma mesma conclusão. *Estatisticamente as supernovas distantes são menos brilhantes do que se esperaria em um Universo expandindo-se, por exemplo, com velocidade constante.* O resultado obtido é sólido mas não está imune a possíveis erros sistemáticos. Por exemplo, uma das maiores preocupações é a evolução. É possível que as sne Ia distantes sejam intrinsecamente menos luminosas do que as supernovas próximas. Inicialmente, algumas análises apontaram para uma diferença, estatisticamente significativa, no tempo gasto para atingir o máximo, entre supernovas próximas e distantes. Análises recentes contudo não confirmaram esses resultados. Outra possível fonte de erros sistemáticos seria a existência de poeira na galáxia hospedeira da sne Ia ou no meio intergaláctico. Contudo, análises cuidadosas parecem descartar essa possibilidade, pelo menos na quantidade necessária para tornar viável um Universo com expansão desacelerada. Como veremos nas próximas seções, existem outros resultados observacionais, totalmente independentes e imunes aos possíveis erros sistemáticos das observações de supernovas que apontam no mesmo sentido dessas. Isso tem feito com que os cosmólogos tenham grande confiança de que estão no caminho certo.

V O maior erro científico de Einstein

Mas o que pode estar causando a aceleração da expansão do Universo? Como se sabe, a gravidade decorrente da matéria ordinária (prótons, elétrons, fótons etc) é atrativa e, portanto, essa matéria desacelera a expansão. Isto é, da mesma forma que a gravidade da Terra desacelera um objeto lançado radialmente na sua superfície e que se afasta, a gravitação gerada por toda a matéria ordinária do Universo deve diminuir a velocidade de recessão e não aumentá-la. Assim, é preciso uma outra força ou alguma matéria com propriedades bem distintas da matéria usual para explicar esse fenômeno. Na verdade sabemos muito pouco sobre a natureza dessa matéria exótica capaz de gerar a aceleração cósmica. A seguir, falaremos sobre uma possível causa da aceleração da expansão (a constante cosmológica), mas deixamos claro, de início, que trata-se de uma *possibilidade* e que há ainda diversos aspectos não compreendidos sobre essa questão. Acreditamos que novos avanços na elucidação desse problema dependerão de uma compreensão mais profunda de física fundamental, bem como de novas e mais precisas observações. Pensamos também ser esse um dos grandes desafios da física e da cosmologia do próximo século.

A constante cosmológica (Λ) introduzida por Einstein em seu primeiro modelo cosmológico é um possível candidato capaz de gerar a repulsão cósmica que mencionamos. Como vimos, ela foi introduzida nas equações de campo da relatividade geral para compatibilizá-las com a idéia de um Universo estático. Após a descoberta da expansão do Universo, Einstein considerou a introdução de Λ nas suas equações como o maior erro científico da sua vida. Contudo, ironicamente, isso talvez não tenha sido um erro.

Embora rejeitada por Einstein, a constante cosmológica foi mantida nas equações da relatividade geral por Eddington. Grande cientista inglês, Arthur Stanley Eddington foi o principal organizador das expedições à ilha de Príncipe (Guiné) e Sobral (Brasil) para observar um eclipse solar em 1919, quando verificaram, experimentalmente, a superioridade da relatividade geral sobre a teoria da gravitação de Newton. Eddington gostava tanto de Λ que chegou a dizer que preferia voltar à teoria newtoniana, caso tivesse que abrir mão dela. Mas por que tanto apego a essa constante? Para entender isso, devemos lembrar que nas décadas de 30 e 40 o valor aceito para outra constante, a constante de Hubble (H_0), era oito vezes maior do que o valor atualmente aceito ($H_0 \sim 65 \text{ km/seg Mpc}^{-1}$).^{16,17,18} Usando-se o valor considerado correto naquela época, a idade teórica

¹⁶1Mpc = 1 milhão de parsecs

¹⁷A razão do erro na estimativa de H_0 , está diretamente relacionada com a descoberta de Baade na década de 50, mencionada anteriormente.

¹⁸Imagine um Universo que sempre expande com uma velocidade constante V . Considere 2 pontos que hoje distam D um do outro.

obtida para o Universo era menor do que a idade estimada para a Terra! Havia, portanto um grande conflito entre teoria e observação, mas que poderia ser resolvido introduzindo-se uma constante cosmológica não nula. Essa era a motivação de Eddington: a idade em um Universo com Λ diferente de zero é maior do que em um Universo com Λ igual a zero.

Mas como Λ pode gerar uma expansão acelerada? Segundo a teoria Newtoniana da gravitação a massa é a fonte de gravidade, e como esta é positiva, a força gravitacional é sempre atrativa. Para um fluido, por exemplo, o limite Newtoniano deixa de valer quando a pressão é relativamente alta. Isso ocorre para fluidos cuja pressão é da ordem da densidade de massa vezes a velocidade da luz ao quadrado. Nesses casos é preciso usar a teoria da relatividade. Como se sabe, com a relatividade especial é estabelecida uma equivalência entre massa e energia ($E = mc^2$). Para a relatividade geral toda energia é fonte de gravitação. De uma forma mais precisa, a “*massa efetiva*” que gera gravitação é proporcional a densidade de energia vezes a velocidade da luz ao quadrado mais três vezes a pressão. Assim, existindo uma matéria exótica com uma pressão suficientemente negativa, a “*massa efetiva*”, que gera gravitação será negativa e teremos repulsão gravitacional¹⁹. A constante cosmológica possui essa propriedade. Ela pode ser pensada como um fluido com uma equação de estado do tipo $p_\Lambda = -\rho_\Lambda c^2$, onde p_Λ é a pressão e ρ_Λ a densidade de energia, de tal forma que $\rho_\Lambda c^2 + 3p_\Lambda$ é negativo se ρ_Λ é positivo. Trata-se realmente de um fluido estranho; está uniformemente espalhado em todo o espaço e sua densidade não varia mesmo com a expansão do Universo, daí o nome *constante* cosmológica. É possível mostrar ainda que o efeito de Λ é análogo ao de uma força repulsiva que cresce linearmente com a distância. Dimensionalmente a unidade de Λ é inverso de comprimento ao quadrado. O fato que observacionalmente Λ é muito pequena nos indica que os efeitos dessa constante só manifestam-se em escalas cosmológicas de distância.

Várias vezes na história da cosmologia moderna Λ foi introduzida quando havia uma discrepância entre teoria e observações. Posteriormente, com a obtenção de melhores dados observacionais ou quando novas interpretações surgiam essa constante era descartada por uma questão de simplicidade. Não é impossível que isso ocorra novamente. Contudo há agora algo novo, que precisa ser explicado, e que torna a questão da constante cosmológica um dos problemas mais importantes (e complicados) da física de partículas e campos. Trata-se da questão da energia do vácuo.

Quando pensamos em vácuo, a maioria de nós, as-

socia essa idéia ao espaço vazio, isto é, a de um espaço desprovido de qualquer matéria. Contudo, para o físico de partículas, por exemplo, a palavra “vácuo” possui um significado mais amplo. Para ele vácuo significa o estado de mínima energia de um sistema. Mas como pode o espaço vazio ter energia? Segundo a mecânica quântica, todas as quantidades físicas tendem a flutuar, particularmente isso ocorre também com o estado de vácuo. A teoria indica que, no estado de vácuo, partículas e antipartículas virtuais aparecem e desaparecem no espaço, contribuindo assim para a sua energia. E do que depende essa energia? Em um de seus trabalhos seminais sobre o vácuo, Ya. B. Zel'dovich, um dos cientistas russos mais brilhantes do século XX, conta uma anedota curiosa sobre um vendedor de sucos misturados a uma água mineral gasosa. O vendedor foi orientado a sempre perguntar aos seus clientes: “Com que suco você deseja a água mineral?” Quando uma vez um freguês solicitou água mineral sem suco, ele perguntou: “Sem que suco? Sem suco de cereja ou sem suco de uva?” Essa pergunta, certamente absurda nesse contexto, não o é no caso do vácuo. Isto porque o vácuo obedece às leis da mecânica quântica. De fato, embora possam não estar presentes, a energia do vácuo depende das partículas reais existentes.

Em geral, fora da relatividade geral a energia do vácuo não é importante. Se temos uma partícula de massa m com energia $E = K + V$, onde K é a energia cinética e V a potencial, e adicionamos uma constante a V , não alteramos com isso o movimento da partícula. A força sobre a partícula depende do gradiente de V , isto é, o que importa são variações de V e não seu valor absoluto. Assim, é comum escolher essa constante de tal forma que o mínimo de V seja igual a zero. Por exemplo, classicamente para um oscilador harmônico unidimensional define-se a energia potencial como $V(x) = 1/2 k x^2$. Aqui a constante aditiva foi escolhida de tal forma que o potencial seja zero quando a elongação x for nula. O mínimo da energia ocorre quando a partícula está parada na origem. Quanticamente, no entanto, a situação não é tão simples. Nesse caso, devido ao princípio de incerteza, existe uma “*energia de ponto zero*”. Isto é, segundo a mecânica quântica, há uma limitação na determinação simultânea da posição e do momentum de uma partícula. Assim, por exemplo, a determinação precisa da posição da partícula implica em uma indeterminação absoluta de seu momentum e vice versa. O resultado é que a energia mínima de um oscilador harmônico quântico não é zero (a partícula não pode estar parada na origem) e sim igual a $E_0 = 1/2 \hbar \omega$,

No instante inicial ($t=0$) a distância entre eles era zero, portanto $D = V T_U$, onde T_U é idade desse Universo. Usando agora a Lei de Hubble, $V = H D$, é fácil ver que, para um Universo que expande-se com velocidade constante, $T_U = \frac{1}{H}$. Assim, o inverso da constante de Hubble nos dá uma ordem de grandeza da idade do Universo. No caso de um Universo que desacelera $T_U < \frac{1}{H}$, enquanto que se a expansão é acelerada, $T_U > \frac{1}{H}$.

¹⁹Uma discussão com exemplos de sistemas com pressão negativa, inclusive em nosso dia a dia, pode ser encontrada no artigo de H. Maris e S. Balibar publicado em *Physics Today*, Fevereiro de 2000, página 29.

onde $w = \sqrt{k/m}$, $\hbar = \frac{h}{2\pi}$ e h é a constante de Planck.

Uma das teorias mais bem sucedidas já elaboradas pelo cérebro humano é o chamado “*modelo padrão da física de partículas*”. O modelo padrão é, na verdade, um conjunto de teorias que descrevem (até o limite de energia acessível nos modernos aceleradores de partículas) as partículas elementares conhecidas assim como suas interações. O sucesso dessa teoria decorre da sua comprovada capacidade em descrever corretamente os resultados experimentais, bem como de ter feito previsões que foram confirmadas posteriormente. Sendo uma teoria quântica de campos, o modelo padrão descreve as partículas elementares (elétron, quarks, fóton etc) e suas interações por meio de campos quantizados. É possível mostrar que todo campo sem interação, associado a uma partícula elementar, pode ser considerado como uma coleção de osciladores harmônicos quânticos. Assim, cada partícula elementar terá uma contribuição para a energia do vácuo, que será a soma da energia de ponto zero desses osciladores. Em princípio, essa energia (densidade de energia) é infinita, pois há infinitas frequências (modos) que entrariam nessa soma. Na prática, o que é feito é estabelecer-se uma frequência de corte. Dessa forma, o que se obtém é um limite inferior para a densidade de energia do vácuo. O problema é que qualquer valor razoável para a frequência de corte resulta em um valor para a densidade de energia do vácuo muito acima do que é permitido pelas observações cosmológicas.

Existem efeitos passíveis de observação associados à energia do vácuo? Sim, e um exemplo espetacular disso é o chamado “*Efeito Casimir*”.²⁰ O físico holandês H. B. G. Casimir mostrou que a existência de flutuações quânticas do vácuo entre duas placas condutoras, paralelas e separadas por uma distância d , gera uma força atrativa por unidade de área (pressão de ponto zero) entre elas igual a $\frac{\pi^2 \hbar c}{240d^4} = 1,3 \times 10^{-18} \text{ dyne cm}^2/d^4$. Esse efeito foi comprovado por Sparnaay em 1957 e mais recentemente por Lamoreaux (1997) que obteve uma excelente concordância experimental com a teoria.

Como dissemos acima, em geral podemos redefinir a energia do vácuo através de uma constante aditiva. Contudo, isso não é possível quando lidamos com a gravitação. Segundo a relatividade geral, a gravitação é sensível a **toda** forma de energia, inclusive a do vácuo. É apenas no contexto da gravitação descrita pela relatividade geral que podemos atribuir um valor ou significado absoluto à energia do vácuo. Pode-se mostrar que a condição de que o estado de vácuo seja independente do observador inercial implica em que sua contribuição à gravidade tenha a mesma forma que a de uma constante cosmológica. Assim, a constante cosmológica efetiva, isto é o Λ que pode ser observado pelos testes cosmológicos, é a soma de dois termos. O primeiro termo é a chamada constante cosmológica nua, ou seja,

um termo nas equações como o introduzido por Einstein. A segunda contribuição é a advinda da densidade de energia do vácuo. O problema é que essa contribuição é muito, mas muito maior que o limite observacional. Há uma discrepância entre as estimativas teóricas e as observações de um fator da ordem de 10^{120} , ou, na melhor das hipóteses, de 10^{50} ! Sem dúvida, essa é a maior divergência conhecida entre teoria e observação. Isso pode significar, por exemplo, que: 1) Existe uma espécie de cancelamento (ou quase cancelamento) milagroso entre a constante cosmológica nua e a densidade de energia do vácuo. Esse extremo ajuste fino é inaceitável e precisaria ser explicado. 2) Existe alguma simetria ou mecanismo, que ainda não conhecemos, e que leva a um cancelamento da densidade de energia do vácuo. Nesse caso, como as observações indicam uma expansão acelerada, alguma outra fonte desempenharia o papel de Λ . 3) É possível ainda que a teoria da relatividade geral seja uma teoria incompleta e não descreva adequadamente o efeito gravitacional do vácuo. Como dissemos no início dessa seção há vários aspectos do problema ainda pouco compreendidos. De fato, estamos tocando em uma das fronteiras do conhecimento humano, onde concentra-se um grande esforço de pesquisa nos dias atuais. São desafios como esse que podem levar a grandes descobertas e que tornam a atividade científica ainda mais estimulante.

VI Outros resultados

Como discutido na seção IV, a evidência mais forte para uma expansão acelerada vem do fato de que supernovas distantes parecem ser mais tênues do que o esperado em um universo cuja expansão desacelera. Contudo, a história da cosmologia moderna nos ensina que uma certa dose de cautela é sempre saudável. Assim, antes de tirarmos conclusões definitivas sobre a aceleração da expansão, é recomendável nos perguntarmos se não existem outros resultados observacionais independentes que apontam na mesma direção. Como veremos eles existem, parecem robustos, dão forte suporte às observações de supernovas, mas são preliminares não permitindo ainda uma conclusão definitiva.

Tradicionalmente, e em especial para aqueles que advogam um valor alto para a constante de Hubble, o problema da idade do Universo foi sempre a maior motivação para uma constante cosmológica não nula. É fácil entender porque um universo com expansão acelerada possui uma idade maior do que outro cuja expansão desacelera. Para isso, consideremos uma galáxia distante, cuja distância hoje seja D . É claro que se o Universo está em expansão acelerada, no passado, a velocidade de recessão dessa galáxia era menor do que é

²⁰Veja por exemplo o artigo “O Efeito Casimir” de M. V. Cougo-Pinto, C. Farina e A. Tort, onde você pode encontrar uma exposição detalhada e clara sobre esse efeito.

hoje. Portanto, ela leva mais tempo para atingir a separação atual do que levaria se no passado tivesse uma velocidade maior ou igual a atual.

Os aglomerados globulares são grupos discretos de estrelas, cada qual com cerca de um milhão de estrelas e que mantêm-se ligados devido a sua mútua ação gravitacional. Existem no halo da nossa galáxia cerca de duzentos aglomerados globulares de forma aproximadamente esférica. Essas estrelas formaram-se em uma mesma época no passado, e acredita-se que elas sejam as mais antigas na galáxia. Uma indicação disso é que a abundância de elementos mais pesados do que o hélio nessas estrelas é muito baixa. A observação de estrelas nesses aglomerados, que estão saindo da sequência principal, permite fazer uma estimativa da idade dos aglomerados globulares. Assim, adicionando-se meio bilhão de anos à idade dos aglomerados, que seria o tempo gasto para o início do processo de sua formação, teremos uma estimativa da idade do Universo. As evidências indicavam até pouco tempo atrás, um limite inferior para a idade do Universo de aproximadamente 12,5 bilhões de anos. A maior incerteza, na determinação da idade, advém de possíveis erros nas estimativas de distância dos aglomerados. Em 1997, dados obtidos com o satélite Hipparcos, levaram a uma revisão da distância dos aglomerados globulares. As novas distâncias resultaram ser maiores, o que significa que as estrelas dos aglomerados são intrinsecamente mais brilhantes e portanto mais jovens. Novos cálculos indicam 10,5 bilhões de anos como o novo limite inferior para a idade do Universo.

Em cosmologia é comum expressarmos a densidade de energia do Universo em unidades de uma densidade crítica, $\rho_c = \frac{3H_0^2}{8\pi G} \sim 1,88 \times 10^{-29} h^2 \text{ g/cm}^3$, onde G é a constante universal da gravitação e h é aqui a constante de Hubble em unidades de 100 km/seg Mpc^{-1} . Como discutimos anteriormente, a idade do Universo depende se este expande de forma acelerada (T_U maior que H_0^{-1}) ou não. De uma forma geral, a idade depende dos valores de Λ (vamos usar aqui a quantidade $\Omega_\Lambda = \Lambda/(3H_0^2)$), da densidade de energia da matéria ρ_m (vamos usar aqui a quantidade $\Omega_m = \rho_m/\rho_c$) e de sua equação de estado (vamos considerar matéria não relativística tal que a pressão possa ser desprezada). Por exemplo, mostra-se que a idade para um universo com $\Lambda = 0$ e $\Omega_m = 1$ é igual a $T_U = 2/3 H_0^{-1} = 6,5 h^{-1}$ bilhões de anos. Portanto, esse universo é compatível com a idade mínima descrita acima, se H_0 for menor que 62 km/seg Mpc^{-1} . Valores menores de Ω_m e/ou maiores de Ω_Λ levam a idades

teóricas maiores, e podem ser mais confortavelmente compatibilizados com as observações. Assim, podemos dizer que, após a revisão de distâncias feita pelo satélite Hipparcos, o problema da idade do Universo deixou de ser uma motivação para Λ .

Existem diversas técnicas e métodos para a determinação da quantidade de matéria no Universo: métodos dinâmicos, fração de bárions em aglomerados de galáxias, lentes gravitacionais, emissão de raios X em aglomerados galácticos, abundância desses aglomerados e sua evolução, são alguns exemplos. Todos os métodos, de forma praticamente unânime, indicam baixos valores para o parâmetro de densidade (Ω_m); mais precisamente, os resultados estão convergindo para $\Omega_m = 0,3 \pm 0,1$. Esses métodos, contudo, são sensíveis apenas à matéria que se aglomera em escalas de 30 a 50 milhões de parsecs. Isso é, eles não possuem a capacidade de detectar uma componente suave, uniformemente distribuída e que não se aglomera nessas escalas, como é o caso da constante cosmológica. Entretanto, como veremos, a compatibilização de um valor baixo para Ω_m com observações recentes de anisotropias da radiação cósmica de fundo só é possível se uma componente semelhante a uma constante cosmológica existir.

Em 1964, os rádio-astrônomos americanos Arno Allan Penzias e Robert Woodrow Wilson, dos laboratórios Bell, descobriram acidentalmente um excesso de radiação de microondas. Publicaram no *Astrophysical Journal* em 1965 seus resultados, e no mesmo volume os seus compatriotas R. H. Dicke, P. J. E. Peebles, P. G. Roll e D. T. Wilkinson, que estavam montando uma antena para detectar essa radiação, apresentaram a interpretação correta do observado, isto é, a de que Penzias e Wilson haviam detectado uma radiação remanescente do início do Universo. A existência da radiação cósmica de fundo já havia sido prevista na década de quarenta pelo físico russo George Gamov e seus dois estudantes Ralph Asher Alpher e Robert Herman. A característica principal da radiação cósmica de fundo é que ela é uma radiação de corpo negro²¹ cuja temperatura, observada pelo experimento FIRAS a bordo do satélite COBE, é 2,726 graus Kelvin. Embora altamente isotrópica a radiação cósmica de fundo possui pequenas anisotropias intrínsecas e uma anisotropia dipolar. Essa anisotropia dipolar, da ordem de $\Delta T/T \sim 10^{-3}$, decorre do movimento da Terra ($v \sim 370 \text{ km/seg}$) em relação ao referencial no qual a radiação cósmica de fundo seria isotrópica. Como veremos, das anisotropias intrínsecas da radiação cósmica

²¹ Chama-se radiação de corpo negro a radiação produzida em uma cavidade fechada, isolada e que encontra-se a uma temperatura uniforme T . As paredes da cavidade e a radiação estão em equilíbrio e ambas estão a essa mesma temperatura. As propriedades da radiação dependem apenas da temperatura e a distribuição de sua intensidade como função do comprimento de onda é chamada de distribuição de Planck. Embora a forma dessa distribuição seja sempre a mesma o pico depende da temperatura. Quanto maior a temperatura menor o comprimento de onda onde ocorre o pico da distribuição. Uma estrela como o Sol, por exemplo, pode ser aproximada por um corpo negro. Sendo a temperatura superficial do Sol aproximadamente igual a 5500 graus Kelvin, o pico de sua radiação ocorrerá para um comprimento de onda de ~ 5300 angstrom. Por isso é que vemos o Sol amarelo. Veja por exemplo, a nota didática "Radiação de Corpo Negro" de Monica Bahiana, onde você pode encontrar muito mais informação sobre esse assunto.

de fundo, que são da ordem de $\Delta T/T \sim 10^{-5}$, muita informação pode ser extraída.

Mas qual é exatamente a origem dessa radiação? É claro que se o Universo expande-se, no passado as galáxias estavam mais próximas umas das outras do que elas estão hoje. O raio do Universo diminui quando voltamos no tempo, a sua densidade aumenta e ele torna-se mais quente. Poderíamos voltar no tempo até uma época em que as partículas que constituem o Universo estivessem tão próximas umas das outras que a própria noção de galáxia perderia sentido. Voltemos então até a época em que a matéria no Universo estava na forma de um plasma de hidrogênio, isto é, havia elétrons, prótons, alguns núcleos leves, mas não átomos de hidrogênio. Havia também fótons que interagiam fortemente com os elétrons por meio do espalhamento Compton. O livre caminho médio dos fótons era muito pequeno, de tal forma que se pudéssemos olhar o Universo naquela época, seria como se estivessemos olhando-o através de uma densa neblina. Os elétrons quando tentavam combinar-se com os prótons para formar átomos de hidrogênio, eram sempre impedidos por fótons de alta energia ($E > 13,6$ eV). Quando a temperatura do Universo, que cai devido a expansão, chega a aproximadamente 3 000 graus Kelvin, isto é, quando a idade do Universo era de aproximadamente 300 000 anos, os fótons não possuem mais energia suficiente para manter o hidrogênio ionizado. Formam-se então átomos neutros e os fótons seguem, a partir daí, livres, sem interagir com a matéria. Essa época é chamada de *superfície de último espalhamento*. São esses fótons, que seguem livres após a recombinação, que constituem a radiação cósmica de fundo detectada pela primeira vez por Penzias e Wilson.

O importante é que os fótons, elétrons e prótons, antes da recombinação, estavam fortemente acoplados formando portanto, efetivamente, um único fluido. Assim, os fótons após desacoplarem carregam com eles a informação de como era o Universo àquela época. A existência de inhomogeneidades no fluido cósmico naquela época, irá imprimir pequenas anisotropias na radiação cósmica de fundo, isto é, ela não será perfeitamente uniforme, mas existirão pequenas variações em sua temperatura. De lá para cá a radiação cósmica de fundo apenas esfria devido a expansão do Universo, mas, se nenhum outro efeito as apagou, as anisotropias permanecem.²² A coleta, processamento e análise dessas anisotropias é um trabalho de grande dificuldade e que envolve hoje centenas de pessoas em todo o mundo. Esse trabalho trará, em um futuro próximo, informações preciosas sobre diversos parâmetros cosmológicos. Nesse momento, o parâmetro sobre o qual recai grande atenção é a curvatura do Universo. A

razão desse interesse é que hoje existem resultados que, embora preliminares, já permitem inferir algo sobre a curvatura do Universo. De acordo com o modelo padrão da cosmologia o Universo pode ser espacialmente plano, esférico (fechado) ou pseudo-esférico (aberto). Usando a notação introduzida anteriormente, teremos para um universo espacialmente plano $\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$. Para um universo fechado $\Omega_m + \Omega_\Lambda > 1$ e para um aberto $\Omega_m + \Omega_\Lambda < 1$.

Como a radiação cósmica de fundo pode nos dar informação sobre a curvatura espacial do Universo? Em geral uma flutuação no espaço, como por exemplo a da temperatura da radiação cósmica de fundo, pode ser descrita através de uma superposição de modos normais. No espaço plano, podemos decompor a flutuação em ondas planas, tendo cada qual um comprimento de onda λ . Como as flutuações de temperatura são muito pequenas ($\Delta T/T \sim 10^{-5}$), mostra-se que os modos evoluem de forma independente uns dos outros e podem ser estudados em separado. Os modos com grandes λ evoluem pouco. Isso se dá porque a microfísica só pode atuar em escalas menores que o horizonte.²³ Assim, quando se observa anisotropias em grandes escalas angulares, de fato está se observando as anisotropias primordiais, isto é aquelas originadas bem no início do Universo e sobre as quais a ação de processos físicos ainda não se fez presente. Já as escalas menores que o horizonte na época da recombinação sofrem a ação de duas forças. Por um lado, a gravidade que tende a aumentar a flutuação, e, por outro, a pressão da radiação que se opõe a isso. O resultado é que a flutuação oscila. Cada modo (comprimento de onda) entra no horizonte em instantes distintos, e portanto inicia a oscilação em instantes diferentes. Além disso, a fase e o período de oscilação também são distintos. No instante da recombinação, o modo que atingir o máximo de sua amplitude contribuirá para uma máxima anisotropia. Um outro modo que ainda não chegou ao máximo ou cujo máximo tenha ocorrido um pouco antes, dará uma contribuição menor. Assim, o espectro da perturbação como função da escala angular ($\theta \simeq$ comprimento de onda / distância à superfície de último espalhamento) apresentará um conjunto de máximos e mínimos. Mostra-se que o valor do comprimento de onda do modo cuja contribuição é máxima é independente de modelo cosmológico. Essencialmente ele só depende da velocidade do som no fluido cósmico na época da recombinação. Contudo, a distância à superfície de último espalhamento depende da curvatura espacial. Por exemplo, a curvatura espacial nos modelos abertos tende a fazer convergir as trajetórias dos fótons que deixam a superfície de último espalhamento em seu caminho até nós. Assim veremos o máximo das anisotropias em uma escala angular menor do que em um universo sem curvatura espacial.

²²Na realidade algumas anisotropias na radiação cósmica de fundo são também geradas após o desacoplamento.

²³Horizonte é a máxima distância em que é possível existir conexão causal. Em geral a distância de horizonte é da ordem de $c H^{-1}$, onde, como vimos anteriormente, H^{-1} é da ordem da idade do Universo.

Portanto, a localização do primeiro pico do espectro pode nos dar informações preciosas sobre a curvatura espacial do Universo. Medidas recentes de anisotropias da radiação cósmica de fundo indicam que o Universo é aproximadamente plano (sem curvatura espacial), isto é, $\Omega_m + \Omega_\Lambda \simeq 1$. Como dissemos, quase todos os métodos de determinação de Ω_m indicam, $\Omega_m \sim 0,3$. Assim, quando combinamos esse resultado com aquele obtido pela análise das anisotropias da radiação cósmica de fundo ($\Omega_m + \Omega_\Lambda \simeq 1$) obtemos que $\Omega_\Lambda \sim 0,7$. Isso, se confirmado por novas análises, é simplesmente espetacular! Ele está em excelente acordo com os resultados de supernovas, é totalmente independente deles, com possíveis erros sistemáticos completamente distintos e é mais uma indicação da existência de uma constante cosmológica.

VII Conclusão

Nesse final de século, começa a formar-se, entre os cosmólogos, um consenso de que vivemos em um Universo com curvatura espacial aproximadamente nula, com baixa densidade de matéria ($\Omega_m \sim 0,3$) e que possui uma componente com pressão negativa, uniformemente distribuída, que contribui com $\Omega_\Lambda \sim 0,7$ para a densidade total de energia. Pouco sabemos sobre a natureza dessa componente, e acreditamos que futuros avanços dependem de novas observações, bem como de uma compreensão mais profunda de física fundamental. As consequências de uma expansão acelerada para o futuro do Universo são intrigantes. Por exemplo, se de fato uma constante cosmológica domina a expansão, o número de objetos dentro do nosso horizonte diminuirá com o tempo. Devido a expansão acelerada o raio do horizonte cresce mais lentamente do que a distância própria de galáxias distantes. Fótons emitidos em uma galáxia distante e que viajam em nossa direção, percorrem em um certo intervalo de tempo, uma distância menor do que de quanto aumenta a nossa distância até eles nesse intervalo de tempo. Assim, eles efetivamente afastam-se de nós e nunca chegarão até nós se a expansão continuar a acelerar. Portanto, galáxias que hoje encontram-se dentro do nosso horizonte e de onde recebemos fótons detectados com nossos telescópios não serão mais acessíveis no futuro e deixarão de ser vistas. Além disso, caso se confirmem os resultados atuais, segundo os quais uma constante cosmológica realmente domina a expansão, o Universo irá expandir-se para sempre e não ocorrerá um recolapso no futuro. Contudo, deve-se deixar claro que existem outras possibilidades teóricas compatíveis com os dados atuais. Há modelos que sugerem que esta fase de aceleração é passageira, e que no futuro entraremos novamente em uma fase em que a expansão desacelera. Dessa forma a própria possibilidade de um recolapso no futuro não está ainda definitivamente descartada.

O século XX viu nascer e desenvolver-se a cosmologia moderna. Podemos afirmar que hoje a cosmologia é uma ciência madura, que começa a entrar em uma era de precisão. Importantes mapeamentos do céu como o “2DF” e o “Sloan Sky Digital Survey” (que fará o levantamento de um milhão de “desvios para o vermelho” de galáxias) já estão em funcionamento. Novos dados de sne Ia devem tornar-se públicos em breve, o que nos permitirá obter resultados mais significativos do ponto de vista estatístico. Já se fala de um telescópio totalmente dedicado à descoberta de novas sne Ia. As técnicas desenvolvidas nos últimos anos, em que a distribuição de massa de aglomerados galácticos é obtida via o efeito fraco de lentes gravitacionais, estão sendo aplicadas com sucesso e essa área está em franco desenvolvimento. Em alguns anos os satélites MAP e PLANCK nos enviarão dados de anisotropias da radiação cósmica de fundo que permitirão a determinação de parâmetros cosmológicos com uma precisão sem precedentes. Isso sem falar em outras observações, como de ondas gravitacionais, micro lenteamento (“microlensing”), possível detecção direta de matéria escura no halo da galáxia etc. Enfim, o próximo século promete uma intensa atividade na área. A aventura está apenas começando!

Agradecimentos

Gostaria de agradecer à Maria Antonieta de Almeida Silva por ter me sugerido e estimulado a escrever esse texto. Agradeço também aos alunos dos cursos de Cosmologia e Introdução à Cosmologia pelas perguntas e discussões. Agradecimentos muito especiais para Alexandre Tort, Eliane Pichol, Ildeu de Castro Moreira, Marcus Torres, Maurício Calvão e Takeshi Kodama pela leitura crítica do manuscrito e pelas inúmeras sugestões. Este trabalho teve o apoio financeiro da FAPERJ e do CNPq.

Bibliografia

- Cosmology: The Science of the Universe - E. R. Harrison, Cambridge University Press, Cambridge, England, 1981.
- Dobras no Tempo - G. Smoot & K. Davidson, Editora Rocco, Rio de Janeiro, 1995.
- Edwin Hubble the Discoverer of the Big Bang - A. S. Sharov & I. D. Novikov, Cambridge University Press, Cambridge, England, 1993.
- A Short History of the Universe - J. Silk, Freeman, New York, USA, 1993.
- The mystery of the Cosmological Constant - L. Abbot - Scientific American - maio de 1988.
- Surveying Space-Time with Supernovae - C. J. Hogan, R. P. Kirshner e N. B. Suntzeff - Scientific American - janeiro de 1999.
- Cosmological Antigravity - L.M. Krauss - Scientific American - janeiro de 1999.

Cosmic Yardsticks - Ann K. Finkbeiner - Sky & Telescope - setembro de 1998.

The Cosmic Triangle: Assessing the State of the Universe - N. A. Bahcall, J. P. Ostriker, S. Perlmutter e P. J. Steinhardt - Science 284, 1481-1488 (1999).

Vacuum Theory: a Possible Solution to the Singularity Problem of Cosmology - Ya B. Zel'dovich - Sov. Phys. Usp., **24**(3), 216 (1981).

Vacuum Catastrophe: An Elementary Exposition of the Cosmological Constant Problem - R. J. Adler, B. Casey & O. C. Jacob - Am. J. Phys. **63**(7), 620 (1995).

Nothing Like a Vacuum - R. Matthews, New Scientist,

25 de fevereiro de 1995, pag. 30.

O Efeito Casimir - M. V. Cougo-Pinto, C. Farina e A. Tort - Revista Brasileira de Ensino de Física, **22**, 122, 2000.

Radiação de Corpo Negro - Monica Bahiana, cadernos didáticos do IF/UFRJ. (Veja em <http://www.if.ufrj.br/~ladif/extensao/index.html#cad>)

Cosmic Microwave Background: Past, Future, and Present - Scott Dodelson - astro-ph/9912470.

Astronomy Today - E. Chaisson & S. McMillan, Prentice Hall, Upper Saddle River, USA, 3ª edição, 1999.