

EVOLUÇÃO ESTELAR

Alaor Chaves
Departamento de Física-UFMG
alaor@fisica.ufmg.br

A gravitação leva a um universo estruturado

A formação de grandes estruturas no Universo é causada e determinada pela força gravitacional. Ela é a mais fraca das quatro forças fundamentais da natureza. Mas seu alcance é longo, pois a força de atração gravitacional entre dois corpos cai com o inverso do quadrado da distância entre eles. Se dobrarmos a distância, a força fica 4 vezes menor, se multiplicarmos a distância por 3 a força fica 9 vezes menor, e assim por diante. Pode parecer que esse decréscimo da força com a distância seja muito rápido, mas isso não é verdade. As duas forças nucleares existentes (força nuclear forte e força nuclear fraca) tornam-se praticamente nulas quando a distância entre as duas partículas ultrapassa um centésimo de bilionésimo de milímetro. A força elétrica também cai com o inverso do quadrado da distância, e é muito mais intensa do que a força gravitacional. Para se estabelecer uma comparação entre a intensidade destas duas forças, consideremos as forças de atração entre um próton e um elétron. A atração elétrica entre as duas partículas é cerca de 10^{39} (o número 1 seguido de 39 zeros) vezes mais intensa do que a força gravitacional. A força elétrica é o que agrega prótons e elétrons para formar os átomos, e os átomos para formar moléculas, sólidos e líquidos. Mas uma propriedade da força elétrica a torna muito menos efetiva do que a força gravitacional quando consideramos a interação entre corpos macroscópicos. Consideremos João e Maria se encontrando e trocando um aperto de mão. Cada partícula do corpo de João atrai gravitacionalmente cada outra partícula do corpo de Maria, a soma de todas essas forças é menor do que o peso de um pequeno grão de areia. As cargas de sinais contrários dos dois corpos se atraem muito intensamente, mas as cargas de mesmo sinal se repelem com igual intensidade. Como a diferença entre o número de prótons e o de elétrons nos corpos macroscópicos é percentualmente muito pequena, quase sempre a força elétrica entre eles quase sempre pode ser ignorada. Mas se um bilionésimo dos elétrons do corpo de João fosse transferido para o corpo de Maria, os dois se atrairiam com uma força elétrica equivalente ao peso de uma pequena montanha.

O fato de que a força elétrica pode ser tanto atrativa como repulsiva, ao passo que a força gravitacional é sempre atrativa, torna o efeito dessas duas forças cada vez mais distinto à medida que as massas dos corpos aumentam. O Sol atrai a Terra com força suficiente para mantê-la em órbita, embora a distância entre Sol e Terra seja de 150 bilhões de quilômetros. As estrelas da nossa galáxia, a Via Láctea, mantêm-se agrupadas pelo efeito da força gravitacional, embora o diâmetro da galáxia seja cerca de 100.000 anos-luz. Toda a estrutura em larga escala do Universo é determinada pela força gravitacional. O Big Bang que criou o Universo não gerou um gás com densidade inteiramente uniforme. As variações de densidade de massa de um local para outro foram pequenas, de apenas uma parte em 100.000. Mas isso foi o bastante para que as regiões mais densas se transformassem em galáxias e aglomerados de galáxias, e que dentro das galáxias o gás primordial se aglomerasse para formar estrelas.

Se não for contrabalançada por alguma outra força, a força gravitacional que agrega o gás em uma estrela fará que ela se encolha cada vez mais, até atingir dimensão nula ou menor do que qualquer coisa acessível à nossa experiência. Assim, as estrelas atingem uma dimensão que é o resultado do balanço entre a força gravitacional e forças repulsivas de duas naturezas distintas que atuam em seu interior e que descreveremos mais adiante (em estrelas de enorme massa, uma terceira força contrária à da gravitação entra em cena, mas não a discutiremos nesse artigo). A importância relativa de cada uma dessas duas forças depende da massa da estrela e do seu estágio de evolução. Quando o gás se agrega para formar uma nova estrela, ele se aquece (do mesmo modo que o gás que comprimimos para injetar no pneu de uma bicicleta). Se sua massa for no mínimo 8% da massa solar, o seu núcleo atinge temperatura suficiente para acender sua fornalha nuclear, ou seja, suficiente para que ocorra a fusão de prótons, que são o núcleo do átomo de hidrogênio, para formar partículas alfa, que são o núcleo do átomo de hélio-4.

Os elementos e seus isótopos

Acabamos de falar em hélio-4; afinal o que isso? Os elementos químicos da natureza, hidrogênio, hélio, lítio, berílio, boro, carbono etc., são definidos pelo número de prótons contidos em seus núcleos. Esse número é chamado número atômico. Os seis elementos citados acima foram listados na ordem crescente do seu número atômico: núcleo do hidrogênio tem 1 próton, o do hélio tem 2 prótons, o do lítio tem 3, e assim por diante. Mas, além de prótons, os núcleos atômicos também contêm nêutrons, e o número de nêutrons em diferentes núcleos de um dado elemento nem sempre é o mesmo. O núcleo do hidrogênio mais abundante, não contém nenhum nêutron. Mas o elemento hidrogênio pode se apresentar em outras duas formas. Numa delas, chamada deutério ou H-2, o núcleo contém um próton e também um nêutron. Portanto contém duas partículas, chamadas núcleons. Núcleon é o nome que damos indistintamente tanto ao próton como ao nêutron. A terceira forma em que se apresenta o hidrogênio é o trício ou H-3. O núcleo do trício contém um próton e dois nêutrons. Mas o trício é altamente instável e isto quer dizer que ele decai radiotivamente tão logo é formado. O hélio mais abundante tem como núcleo a chamada partícula alfa, que contém 4 núcleons – 2 prótons e 2 nêutrons. Este hélio é chamado He-4. Existe também o He-3, cujo núcleo contém 2 prótons e 1 nêutron. Vemos que os números que aparecem nos símbolos H-2, He-3 e He-4 indicam o número de núcleons contidos no núcleo, e são chamados números de massa. O número de prótons, que caracteriza o elemento, é chamado número atômico. Vemos, portanto, que os elementos químicos (caracterizados pelo número atômico), podem conter diferentes isótopos, ou seja, variantes com diferentes números de massa.

Sequência principal

Quando colocamos as estrelas em um gráfico das suas luminosidades versus suas cores, como se vê na Figura 1, vemos que a maioria delas se distribui em uma faixa contínua, chamada sequência principal (main sequence). A cor reflete a temperatura da superfície da estrela. Acima da sequência principal, vemos as gigantes e supergigantes, abaixo vemos as anãs brancas (white dwarfs). Na sequência principal, a luminosidade das estrelas e também sua temperatura decresce quando nos deslocamos da esquerda para a direita. Quanto mais luminosa e quente uma estrela da sequência principal, maior também é a sua massa.

O nosso Sol é uma estrela amarela cuja temperatura de superfície é de 5.780 graus kelvin (5.507 graus centígrados) e ele é classificado como uma anã amarela. Mas não devemos ficar complexados por causa da palavra anã, pois cerca de 85% das estrelas discerníveis na nossa galáxia têm luminosidade menor do que a do Sol. Estamos acima da média! Na verdade, por razões históricas, todas as estrelas da sequência principal são chamadas anãs. Isso se refere mais ao seu tamanho do que à sua luminosidade, pois como podemos ver na Figura 1 as estrelas de maior massa da sequência principal podem competir em luminosidade com as supergigantes.

Ao nascer, as estrelas se matriculam na classe da sequência principal, e nessa classe permanecem sem grandes alterações a maior parte de suas vidas. Exatamente por isso, essa classe é a mais numerosa.

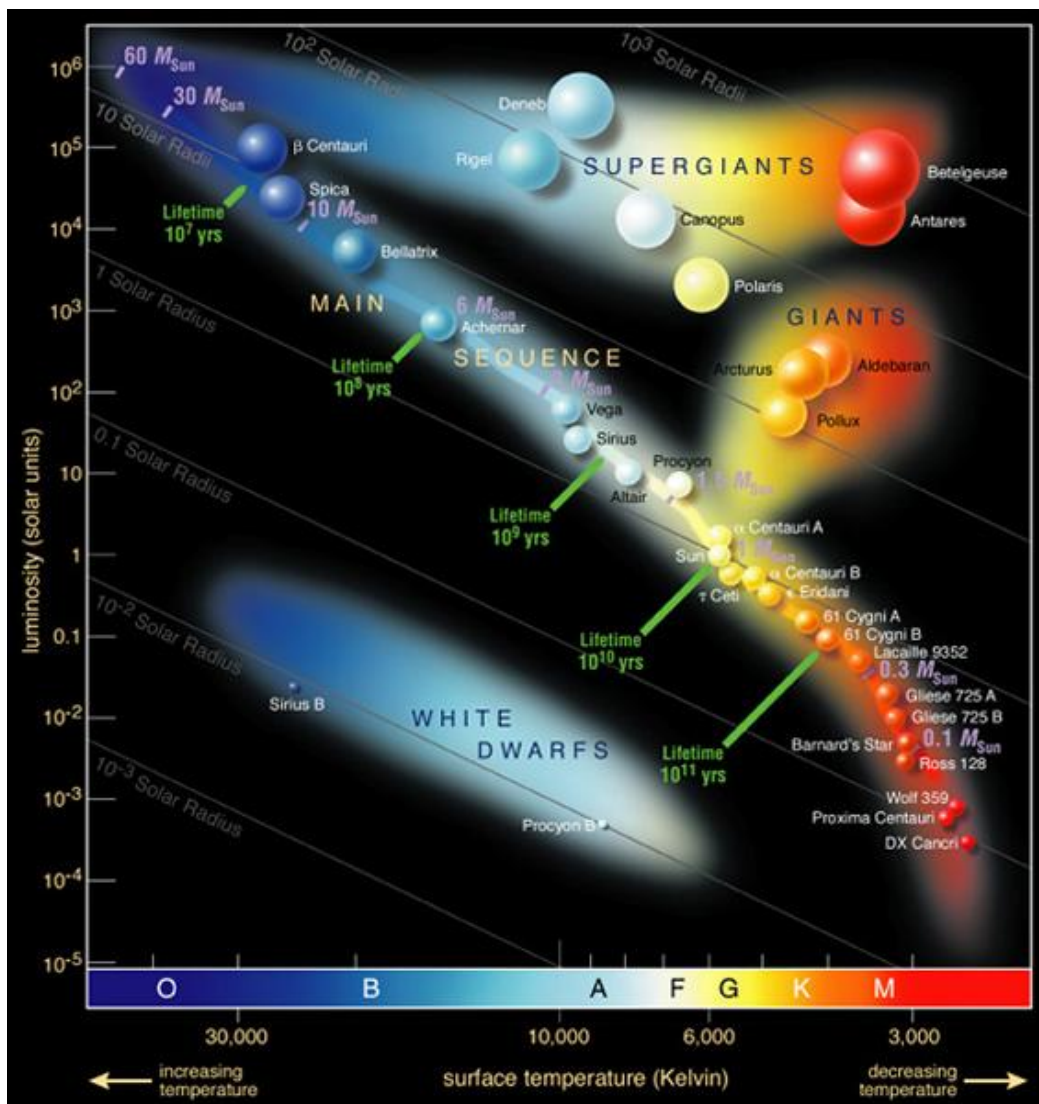


Figura 1 – Gráfico da luminosidade das estrelas versus sua temperatura de superfície. (Fonte: webdesign.gcufsd.net)

Ciclo do hidrogênio

Durante seu estágio na sequência principal, as estrelas obtêm a sua energia pela fusão de hidrogênio. Esse chamado ciclo de hidrogênio começa com a fusão de dois prótons para formar um dêuteron (núcleo do deutério), um pósitron (antipartícula do elétron) e um neutrino. O neutrino é a coisa mais parecida com o nada que se conhece. Sua massa é fantásticamente pequena, sua carga elétrica é nula, e sua interação com a matéria é tão fraca que ele seria capaz de atravessar uma imaginária parede de chumbo com muitos anos-luz de espessura tão facilmente como a luz atravessa uma vidraça. Essa interação tão fraca é fundamental para que as estrelas possam ter uma vida longa. No núcleo do Sol (que cobre cerca de 24% do seu raio), onde a temperatura média de 14 milhões de graus é suficiente alta para que a colisão entre dois prótons possa resultar em sua fusão, cada próton fica em média 10 bilhões de anos colidindo com outros antes que a fusão tenha sucesso. Por isso, o Sol ficará 10 bilhões de anos na sequência principal, consumindo hidrogênio em seu núcleo. Depois da lenta etapa em que dois prótons se combinam para formar um deutério, outras etapas muito mais rápidas (porque não mais envolvem o neutrino) resultam finalmente na geração de um núcleo de He-4 a partir de 4 prótons. Embora a fusão do hidrogênio seja um processo lento, a cada segundo 640 milhões toneladas de hidrogênio são transformadas no Sol em He-4, o que gera $3,8 \times 10^{26}$ joules de energia. Na fusão de 4 prótons para gerar He-4, cerca de 0,7% da massa dos prótons é transformada em energia cujo montante é dado pela célebre relação $E = mc^2$ de Einstein, e essa energia é o ganha-pão do Sol. Há cerca de 4,6 bilhões de anos o Sol consome calmamente – para os padrões temperamentais de muitas estrelas fora da sequência principal – essa razão monótona, e sobreviverá com ela ainda mais de 5 bilhões de anos. O tempo de vida na sequência principal é fortemente dependente da massa da estrela. Estrelas com 0,1 massa solar têm núcleo mais frio e menos denso, por isso consomem seu hidrogênio com tal parcimônia que podem ter vida de mais de 1 trilhão de anos. Já estrelas de massa muito grande podem viver menos de 1 milhão de anos. Essa é a razão pela qual existem muito mais estrelas com massa pequena, inferior à massa do Sol.

Como o Sol sairá da sequência principal.

Como vimos, no Sol a fusão do hidrogênio ocorre em um núcleo cujo raio é cerca de 24% do raio solar. Esse núcleo é um gás com propriedades muito alheias às do mundo acessível à nossa experiência. Mesmo à temperatura de 14 milhões de graus, o que tende a rarefazer os gases, por causa da pressão, equivalente ao peso de 230 milhões de toneladas apoiado sobre uma área de 1 centímetro quadrado, a densidade de massa nas regiões mais centrais é 13 vezes maior do que a do chumbo. Com o passar do tempo, esse núcleo vai ficando cada vez mais rico em hélio e pobre em hidrogênio. Isso porque não há convecção (movimento vertical de massa) do núcleo para a camada rica em hidrogênio que o circunda. Se a estrutura ficasse estável, o empobrecimento de hidrogênio no núcleo solar levaria a um decréscimo na taxa de fusão e consequentemente a diminuição da luminosidade. Mas, mais uma vez, a competição entre a gravidade, que tenta colapsar as estrelas, e a pressão térmica do núcleo, que se contrapõe a esse colapso, resulta em um ajuste que mantém o equilíbrio hidrostático do Sol. O núcleo solar se contrai, o que gera aumento tanto da pressão quanto da temperatura, e a taxa de fusão do hidrogênio restante se acelera. Como resultado, a luminosidade da estrela, em vez de diminuir, aumenta. Estima-se que a luminosidade do Sol na sua infância era 70% da atual.

Mas finalmente o núcleo do Sol será uma massa de hélio, circundada por uma camada rica em hidrogênio. A temperatura dessa camada externa é insuficiente para que haja fusão. Assim, apesar de ainda conter a maior parte do seu hidrogênio primordial, o Sol entrará em uma crise energética. Pressionado pelo peso da camada externa seu núcleo se contrairá até ficar aproximadamente do tamanho da Terra e a temperatura se elevará a 100 milhões de graus. Essa temperatura é suficiente para que núcleos de He-4 se fundam para gerar núcleos de C-12 e de O-16. A elevação da temperatura do núcleo irá gerar pressão luminosa sobre a parte que o circunda suficiente para que esta se expanda enormemente e por isso se esfrie. O Sol se tornará assim uma gigante vermelha. Sua superfície se expandirá até talvez engolfar a Terra. A cor avermelhada será resultado do resfriamento da superfície, mas por causa do aumento da superfície a luminosidade aumentará. A parte exterior do Sol acabará se desgarrando do núcleo e se expandirá, formando o que se chama nebulosa planetária. O núcleo, nesse ponto composto quase inteiramente de carbono e oxigênio, se transformará numa estrela anã branca, cuja luminosidade declinará em poucos bilhões de anos (ver Figura 2). Para que uma estrela se transforme em gigante vermelha e finalmente em anã branca, sua massa tem de ser pelo menos 50% da massa solar e no máximo a massa de 9 sóis. As estrelas com massa menor permanecem na sequência principal e se apagam em tempos muito longos.

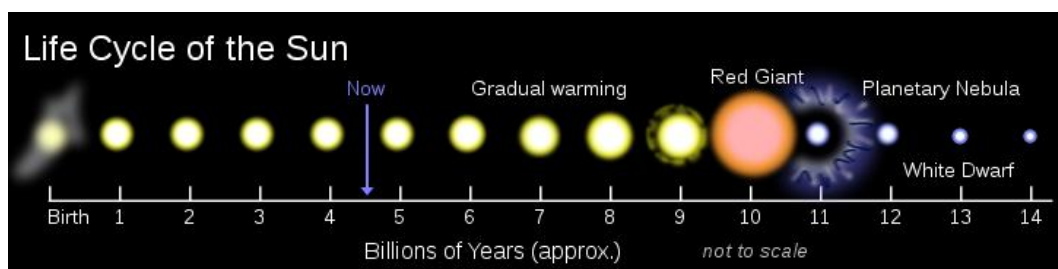


Figura 2 – Ilustração da evolução do Sol. Os tamanhos não estão em escala (Fonte: Wikipedia)

Na Figura 3 vemos uma imagem de infravermelho da Nebulosa da Hélice. No centro da nebulosa, vê-se o núcleo remanescente, que está se transformando em estrela anã branca.

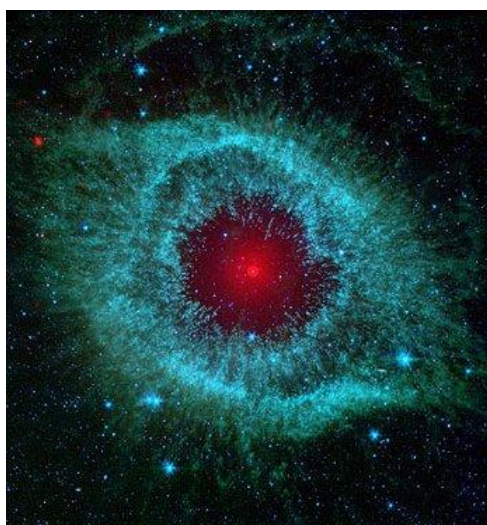


Figura 3 – Imagem de infravermelho da Nebulosa da Hélice. (Crédito: NASA, ESA e C. R. O'Dell)

O destino de uma anã branca depende da sua massa

A estrela anã branca que será formada pelo Sol se resfriará em poucos bilhões de anos e seu destino final será tornar-se uma bola de carbono e oxigênio de brilho declinante até à insignificância. A anã branca gerada pelo Sol evitará seu posterior colapso gravitacional por meio de pressão para fora de origem não térmica. Essa pressão tem origem em um fenômeno de origem puramente quântica denominado degenerescência quântica. A degenerescência quântica decorre do chamado princípio de exclusão de Pauli, segundo o qual dois elétrons não podem ocupar o mesmo estado quântico. Como o número de estados disponíveis para os elétrons decresce quando o volume da estrela diminui, os próprios elétrons realizam a pressão que estabiliza o tamanho da anã branca. Mas há um limite para a capacidade da degenerescência quântica dos elétrons para evitar o colapso da anã branca. Esse limite, chamado limite de Chandrasekhar, é atingido quando a anã branca tem cerca de 1,4 massas solares. Anãs brancas cuja massa atinge esse limite explodem como uma supernova Tipo Ia. O núcleo remanescente dessa explosão é uma estrela de nêutrons.

Há casos em que a anã branca provoca fusão nuclear acelerada na massa rica em hidrogênio da sua companheira binária. O resultado é uma explosão bem mais fraca que a de supernova, e é denominada nova.



Figura 4 – Subrahmanyan Chandrasekhar (1910-1995), físico indiano que ganhou o Nobel de física de 1983 por seus estudos sobre evolução estelar. Aos 21 anos, determinou o chamado limite de Chandrasekhar abaixo do qual uma estrela anã branca pode evitar o colapso gravitacional por meio da pressão por degenerescência eletrônica. (Crédito: Univ. of Chicago Press)

Estrelas de massas pelo menos cerca de 9 massas solares podem explodir como supernovas de um de três tipos (Ib, IC ou II) sem passar pelo estágio de anãs brancas. Nesses casos, se a massa da estrela for suficientemente grande a explosão pode gerar um buraco negro em vez de uma estrela de nêutrons.