

# Evolução das estrelas

**John Percy**

União Astronómica Internacional, Universidade de Toronto (Canadá)

## Resumo

Este artigo contém informações sobre as estrelas e a evolução estelar que podem ser úteis aos professores de Física do ensino secundário. Também aborda temas específicos dos currículos de disciplinas de ciências gerais e sugere algumas atividades relevantes para alunos.

## Objetivos

- Compreender a evolução estelar e os processos que a determinam.
- Compreender o diagrama de Hertzsprung-Rusell.
- Compreender o conceito de magnitude absoluta e aparente.

## Introdução

A evolução estelar discute as mudanças que ocorrem nas estrelas, desde o seu nascimento, passando pela sua longa vida, até à sua morte. A gravidade obriga as estrelas a irradiar energia. Para equilibrar essa perda de energia, as estrelas produzem energia através da fusão nuclear de elementos mais leves em elementos mais pesados. Este processo muda lentamente sua composição química e, portanto, as outras propriedades. Com o tempo, as estrelas consomem todo o seu combustível nuclear e morrem. Compreender a natureza e a evolução das estrelas permite-nos entender e apreciar a natureza e a evolução do nosso Sol, a estrela que torna possível a vida na Terra. Ajuda-nos a entender a origem do nosso Sistema Solar, dos átomos e moléculas que compõem tudo o que existe, incluindo a vida. Permite-nos responder a questões tão fundamentais como “é possível que outras estrelas produzam suficiente energia, vivam o suficiente e permaneçam estáveis o tempo suficiente para que a vida se possa desenvolver e evoluir nos planetas que as orbitam?” Por estas e outras razões a evolução estelar é um tema interessante para os estudantes.

## As propriedades do Sol e das estrelas

O primeiro passo para entender a origem e a evolução do Sol e das estrelas é entender as suas propriedades. Os estudantes devem entender como são conhecidas estas propriedades. O Sol é a estrela mais próxima e será tema abordado noutras palestras deste curso. Neste artigo, estudamos o Sol do ponto de vista da evolução estelar. Os estudantes necessitam entender as propriedades, a estrutura e a fonte de energia do Sol, porque os mesmos princípios permitem aos astrónomos determinar a estrutura e a evolução de todas as estrelas.

## O Sol

As propriedades básicas do Sol são relativamente fáceis de determinar em comparação com as propriedades de outras estrelas. A sua distância média é de  $1,495978715 \times 10^{11}$  m; distância denominada como *uma Unidade Astronómica*. A partir desta unidade, o seu raio angular observado (959,63 segundos de arco) pode ser transformado, através da trigonometria, num raio linear:  $6,96265 \times 10^8$  metros ou 696 265 quilómetros. O fluxo observado ( $1\,370 \text{ W/m}^2$ ) à distância da Terra pode ser convertido em potência total:  $3,85 \times 10^{26}$  W.

A sua massa pode ser determinada a partir da força de atração gravitacional sobre os planetas, utilizando as leis de Newton do movimento e da gravitação:  $1,9891 \times 10^{30}$  kg. A temperatura de sua superfície radiante – a camada da qual provém sua luz – é de 5 780 K. O seu período de rotação é de aproximadamente 25 dias, mas varia com a latitude no Sol, e é quase esférico. É constituído principalmente por hidrogénio e hélio. Na atividade 2 os alunos podem observar o Sol, a estrela mas próxima, para ver o seu aspeto.

## As estrelas

A propriedade observável mais evidente de uma estrela é seu brilho aparente. O brilho aparente é calculado como uma *magnitude*, que é uma medida logarítmica do fluxo de energia que nós recebemos.

A escala de magnitudes foi desenvolvida pelo astrónomo grego Hiparco (190-120 a.C.) que classificou as estrelas em magnitude 1, 2, 3, 4 e 5. Esta é a razão pela qual as estrelas menos brilhantes possuem magnitudes mais positivas. Mais tarde, constatou-se que, como os nossos sentidos reagem de maneira logarítmica aos estímulos, havia uma relação fixa de brilho (2,512), correspondente a uma diferença de 1,0 na magnitude. A estrela mais brilhante no céu noturno apresenta uma magnitude de -1,44. A estrela mais tênue, visível com um grande telescópio, tem a magnitude de aproximadamente 30.

O brilho aparente, B, de uma estrela depende de sua potência, P, e da distância, D. De acordo com a *lei do inverso do quadrado da distância*: o brilho é diretamente proporcional à potência e inversamente proporcional ao quadrado da distância:  $B \cong P/D^2$ . Nas estrelas mais próximas, a distância pode ser medida por paralaxe. Na atividade 1, os estudantes podem fazer uma demonstração da paralaxe para demonstrar que a mesma é inversamente proporcional à distância do objeto observado. A potência das estrelas pode ser calculada a partir do brilho medido e da lei do inverso do quadrado da distância.

Diferentes estrelas possuem cores ligeiramente diferentes, comprovadas com facilidade ao observar as estrelas Rigel (Beta Orionis) e Betelgeuse (Alpha Orionis) na constelação Oriente (figura 1). Na atividade 3, os estudantes podem observar as estrelas ao longo da noite e experimentar a maravilha e a beleza do céu real. As cores das estrelas decorrem das diferentes temperaturas das camadas de radiação das estrelas. As estrelas frias são levemente avermelhadas; estrelas quentes são levemente azuis. (É o oposto das cores que vemos nas torneiras de água fria e quente na casa de banho!) Isto ocorre devido à forma como os nossos olhos respondem à cor, uma estrela vermelha aparece branca avermelhada, e uma estrela azul aparece de cor branco azulado. A cor pode ser medida com precisão usando um fotómetro com filtros de cor, e a temperatura pode ser determinada a partir da cor.



Fig. 1: Constelação de Oriote. Betelgeuse, a estrela da parte superior esquerda, é fria, por isso aparece avermelhada. Deneb, a estrela inferior direita, é quente, por isso aparentemente azulada.

A temperatura da estrela também pode ser determinada a partir do seu espectro – distribuição de cores ou comprimentos de onda na luz da estrela (figura 2). Esta figura ilustra a beleza das cores da luz das estrelas. Esta luz passou pela atmosfera exterior da estrela e os iões, átomos e moléculas na atmosfera absorvem comprimentos de onda específicos do espectro. Isto produz linhas escuras, ou cores que faltam no espectro (figura 2). Dependendo da temperatura da atmosfera, os átomos podem ser ionizados, estimulados, ou combinados em moléculas. O estado observado dos átomos, no espectro, fornece informação sobre a temperatura.

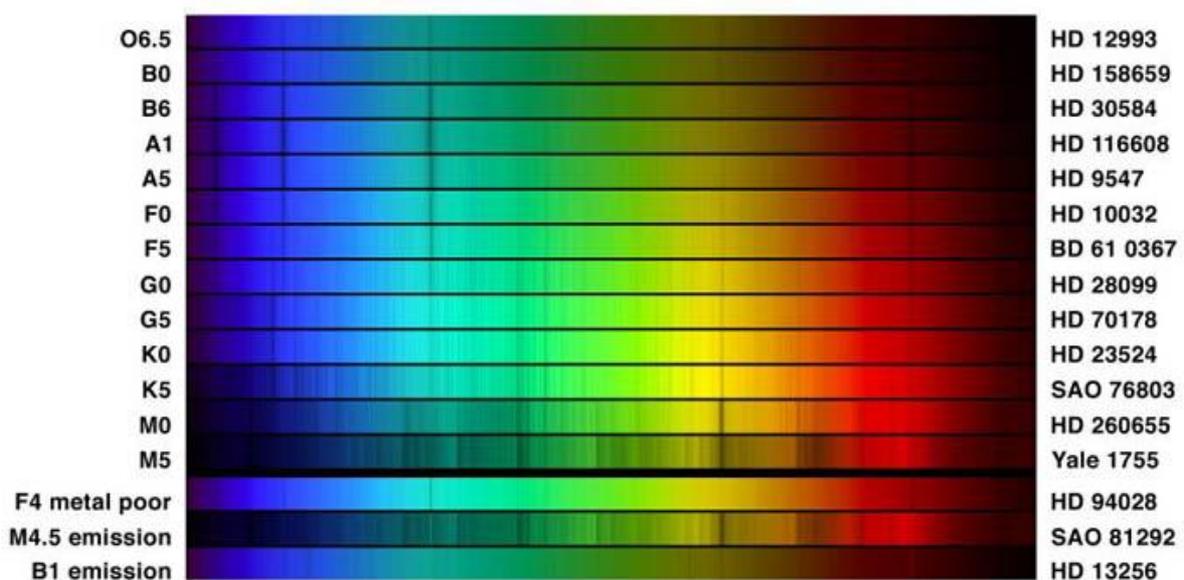


Fig. 2: Espectros de muitas estrelas, desde a mais quente (O6.5: em cima) até a mais fria (M5: em baixo). As diferentes aparências dos espectros ocorrem devido às diferentes temperaturas das estrelas. Os três espectros de baixo são de estrelas de alguma maneira peculiares. (Fonte: Observatório Nacional de Astronomia Ótica).

Há um século atrás, os astrónomos descobriram uma relação importante entre a potência, ou luminosidade, de uma estrela e a sua temperatura: para a maioria (mas não todas) das estrelas, a potência aumenta com a sua temperatura. Mais tarde foi descoberto que o fator determinante é a massa da estrela: estrelas mais massivas são mais luminosas e mais quentes. O gráfico de potência-temperatura é conhecido como diagrama de Hertzsprung-Russell (figura 3). É muito importante que os estudantes aprendam a construir gráficos deste tipo e a interpretá-los.

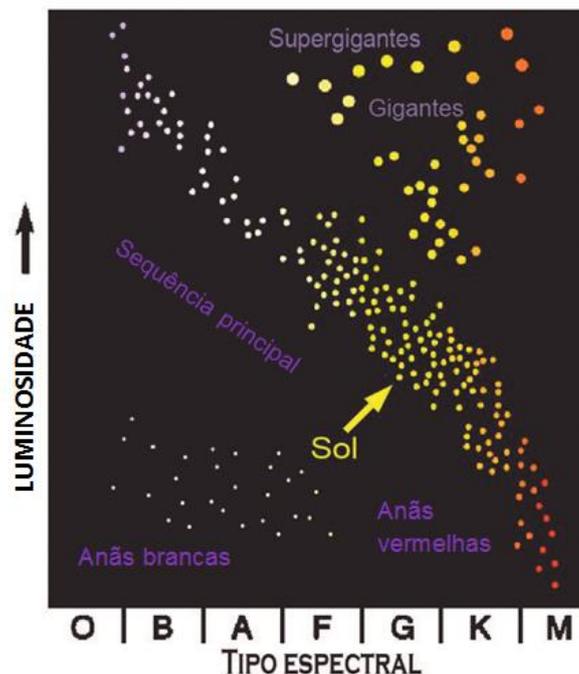


Fig.3: Diagrama de Hertzsprung-Russell, um gráfico da energia ou da luminosidade estelar *versus* temperatura. Por razões históricas, o aumento da temperatura é para a esquerda. As letras OBAFGKM são os tipos espectrais que se relacionam com a temperatura. As linhas diagonais mostram o raio das estrelas; as estrelas maiores (gigantes e supergigantes) encontram-se na parte superior direita, as menores (anãs) encontram-se na parte inferior esquerda. Observe a sequência principal (*main sequence*) desde a parte inferior direita até a parte superior esquerda. A maioria das estrelas encontram-se nessa sequência. São indicadas as massas das estrelas da sequência principal e a localização de algumas estrelas conhecidas. (Fonte: Universidade da Califórnia Berkeley).

Um objetivo importante da astronomia é determinar a potência de estrelas de diferentes tipos. Então, se esse tipo de estrelas se observam noutras partes do Universo, os astrónomos podem usar o seu brilho medido “B” e sua potência assumida, P, para determinar sua distância D, a partir da lei do inverso do quadrado:  $B \cong P/D^2$ .

Os espectros das estrelas (e das nebulosas) também revelam do que são constituídos: a curva de abundância cósmica (figura 4). São compostas por aproximadamente  $\frac{3}{4}$  de hidrogénio,  $\frac{1}{4}$  hélio e 2% de elementos mais pesados, sobretudo carbono, nitrogénio e oxigénio.

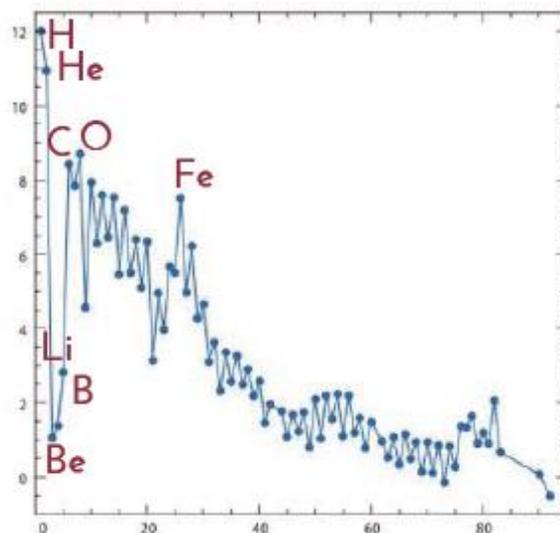


Fig. 4: Abundância dos elementos no Sol e nas estrelas. O hidrogénio e o hélio são os mais abundantes. Há pouquíssimo lítio, berílio e boro e bastante carbono, nitrogénio e oxigénio. As abundâncias dos demais elementos diminuem consideravelmente com o aumento do número atômico. O hidrogénio é  $10^{12}$  vezes mais abundante que o urânio. Os elementos com número par de prótons são mais abundantes que os elementos com número ímpar de prótons. Os elementos mais leves que o ferro são produzidos pela fusão nuclear nas estrelas. Os elementos mais pesados que o ferro são produzidos por captura de neutrões em explosões de supernovas. (Fonte: NASA).

Aproximadamente metade das estrelas próximas do Sol são binárias, ou estrelas duplas – duas estrelas que orbitam uma em redor da outra. As estrelas duplas são importantes porque permitem aos astrónomos medir as massas das estrelas observando o movimento da segunda estrela e vice-versa. Sirius, Procyon e Capella são exemplos de estrelas duplas. Também há estrelas múltiplas: três ou mais estrelas em órbita uma ao redor da outra. Alpha Centauri, a estrela mais próxima do Sol, é uma estrela tripla. Epsilon Lyrae é uma estrela quádrupla.

Como foi anteriormente referido, existe uma importante relação entre a potência de uma estrela e a sua massa: a potência é, aproximadamente, proporcional ao cubo da massa, denominada relação massa-luminosidade.

As massas das estrelas variam entre 0,1 a 100 vezes a do Sol. As potências oscilam entre 0,0001 e 1 000 000 vezes a do Sol. As estrelas mais quentes apresentam uns 50 000 K, as mais frias, ao redor de 2 000 K. Quando os astrónomos estudam as estrelas, percebem que o Sol é mais massivo e potente que os 95% de todas as estrelas na sua vizinhança. As estrelas massivas e de grande potência são extremamente raras. O Sol não é uma estrela mediana. Está acima da média!

## A estrutura do Sol e das estrelas

A estrutura do Sol e das estrelas é determinada, principalmente, pela gravidade. A gravidade faz que o Sol fluído seja quase perfeitamente esférico. Nas profundidades do Sol, a pressão aumenta devido ao peso das camadas de gás por cima. De acordo com a lei dos gases, que se aplica a um gás perfeito, a densidade e a temperatura também serão maiores se a pressão for maior. Se as camadas mais profundas são mais quentes, o calor fluirá para o exterior, já que o

calor flui sempre do mais quente para o menos quente. Isto pode ocorrer por radiação ou convecção. Estes três princípios fundamentam a lei de massa-luminosidade.

Se o calor flui para fora do Sol, então as camadas mais profundas irão ser arrefecidas, e a gravidade fará com que o Sol se contraia – a não ser que seja produzida energia no centro do Sol. De facto o Sol não se contrai mas sim mantido pela pressão de radiação criada através do processo da fusão termonuclear, que se descreve mais adiante.

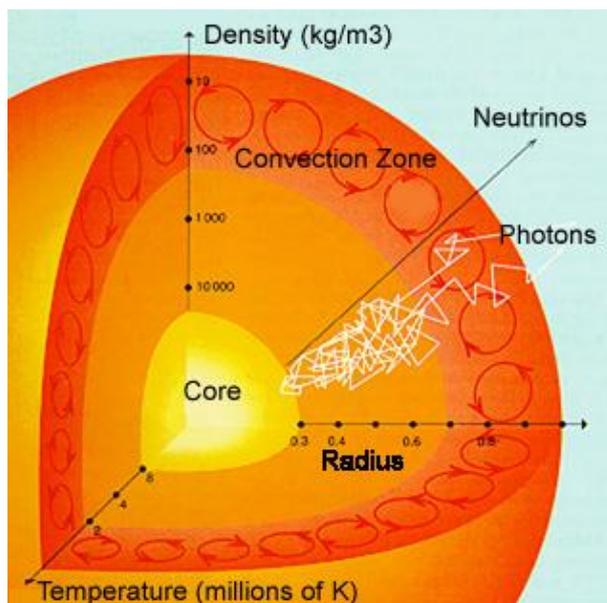


Fig. 5: Uma seção do Sol, determinada a partir de modelos do Sol. Na zona exterior, a energia é transportada por convecção, por baixo dessa zona, a energia é transportada por radiação. A energia é produzida no núcleo. (Fonte: Instituto de Física Teórica da Universidade de Oslo).

Estes quatro princípios simples aplicam-se a todas as estrelas. Podem ser expressos por equações e podem ser resolvidos num computador. Isto oferece um modelo do Sol ou qualquer estrela: a pressão, densidade e fluxo de energia em cada uma das distâncias desde o centro da estrela. Este é o método básico através do qual os astrónomos conhecem a estrutura e evolução das estrelas. O modelo é construído para uma suposta massa e composição específica da estrela, e deve ser capaz de prever o raio da estrela, a potência e outras propriedades observadas.

Os astrónomos desenvolveram recentemente um método muito eficaz para testar os seus modelos da estrutura do Sol e das estrelas – a heliosismologia ou, noutras estrelas, astrosismologia. O Sol e as estrelas vibram suavemente em milhares de diferentes padrões ou modos. Estas vibrações podem ser observadas com instrumentos sensíveis e comparadas com as propriedades das vibrações estabelecidas pelos modelos.

## A fonte de energia do Sol e das estrelas

Os cientistas questionaram-se durante muito muitos séculos acerca da fonte de energia do Sol e das estrelas. A fonte mais óbvia era a combustão química de matéria, como o petróleo ou o gás natural, mas, devido à altíssima potência do Sol ( $4 \times 10^{26}$  W), esta fonte duraria somente alguns poucos milhares de anos. Entretanto, até há alguns séculos, pensava-se que a idade da

Terra e do Universo era de somente alguns milhares de anos, porque era o que a Bíblia parecia dizer!

Após os trabalhos de Isaac Newton, que desenvolveu a Lei da Gravitação Universal, os cientistas perceberam que o Sol e as estrelas poderiam gerar energia a partir de lentas contrações. A energia gravitacional (potencial) da matéria poderia ser convertida em calor e radiação. Esta fonte de energia poderia durar poucas dezenas de milhões de anos. Entretanto, a evidência geológica indicou que a Terra, e consequentemente o Sol, eram bem mais antigos.

No final do século XIX, os cientistas descobriram a radioatividade, como um produto da fissão nuclear. No entanto, os elementos radioativos são muito raros no Sol e nas estrelas pelo que não poderiam contribuir com a sua potência durante bilhões de anos.

Finalmente, no século XX, os cientistas descobriram que os elementos leves podiam fundir-se e transformarem-se em elementos mais pesados, um processo denominado fusão nuclear. Se a temperatura e densidade eram suficientemente altas, estas produziram grandes quantidades de energia – mais que suficiente para dar a potência do Sol e das estrelas. O elemento com a maior energia potencial de fusão é o hidrogénio, que é o elemento mais abundante no Sol e nas estrelas.

Nas estrelas de pouca massa, como o Sol, a fusão do hidrogénio é produzida numa série de passos denominados cadeia próton-próton ou pp. Dois prótons fundem-se para formar deutério. Outro próton une-se ao deutério para formar hélio-3. Os núcleos de hélio-3 fundem-se em núcleos de hélio-4, o isótopo normal de hélio (figura 6).

Nas estrelas massivas, o hidrogénio transforma-se em hélio através de uma série diferente de etapas chamadas ciclo CNO, no qual o carbono-12 é utilizado como catalisador (figura 7). O resultado, em cada caso, é que quatro núcleos de hidrogénio fundem-se para formar um núcleo de hélio. Uma pequena fração da massa dos núcleos de hidrogénio é convertida em energia. Já que os núcleos normalmente se repelem entre si, por causa das suas cargas positivas, a fusão é produzida somente se os núcleos chocarem com grande energia (alta temperatura) e frequentemente (alta densidade).

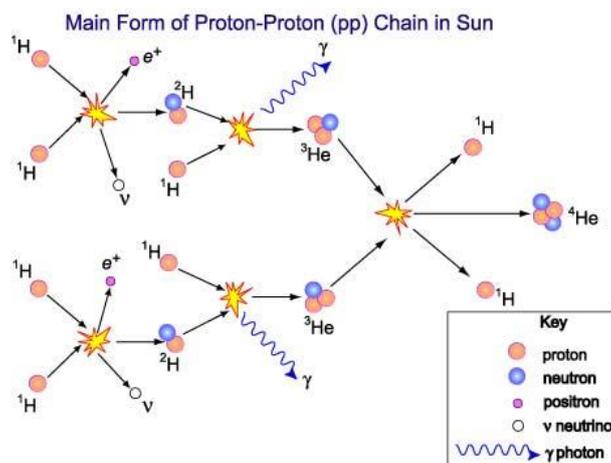


Fig. 6: A sequência de reações próton-próton pela qual o hidrogénio se funde em hélio, no Sol e noutras estrelas de menor massa. Nesta figura, e na seguinte, os neutrinos ( $\nu$ ) são emitidos em algumas das reações. A energia é emitida em forma de raios gama (raios  $\gamma$ ) e energia cinética dos núcleos. (Fonte: Austrália Telescope Facility Nacional).

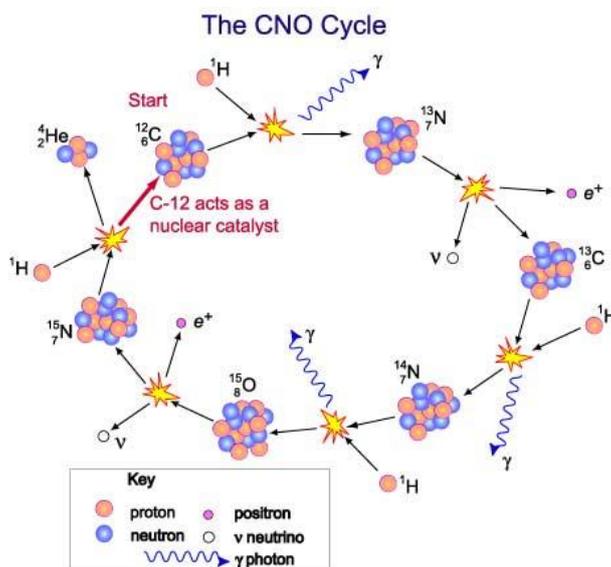


Fig. 7: O ciclo CNO, mediante o qual o hidrogénio se funde em hélio nas estrelas mais massivas que o Sol. O carbono-12 (marcado como “start”) atua como um catalisador e participa no processo, sem ser utilizado no mesmo. (Fonte: Austrália Telescope Facility Nacional).

Se a origem da energia do Sol é a fusão nuclear, então as reações de fusão devem produzir um grande número de partículas subatómicas denominadas neutrinos. Normalmente, estas passam através da matéria sem interagir com ela. Existem bilhões de neutrinos que passam através dos nossos corpos em cada segundo. Observatórios de neutrinos podem detetar alguns destes neutrinos. Os primeiros observatórios de neutrinos detetaram apenas um terço do número de neutrinos previsto. Este “problema dos neutrinos Solares” durou mais de 20 anos, mas foi casualmente resolvido pelo Observatório de Neutrinos Sudbury (SNO), no Canadá (figura 8). O coração do observatório é um grande tanque de água pesada – água na qual alguns dos núcleos de hidrogénio são deutério. Estes núcleos ocasionalmente absorvem um neutrino e emitem um *flash* de luz. Há três tipos de neutrinos. Dois terços dos neutrinos provenientes do Sol transformam-se noutros tipos. SNO é sensível aos três tipos de neutrinos, e detetou o número total de neutrinos previstos pela teoria.

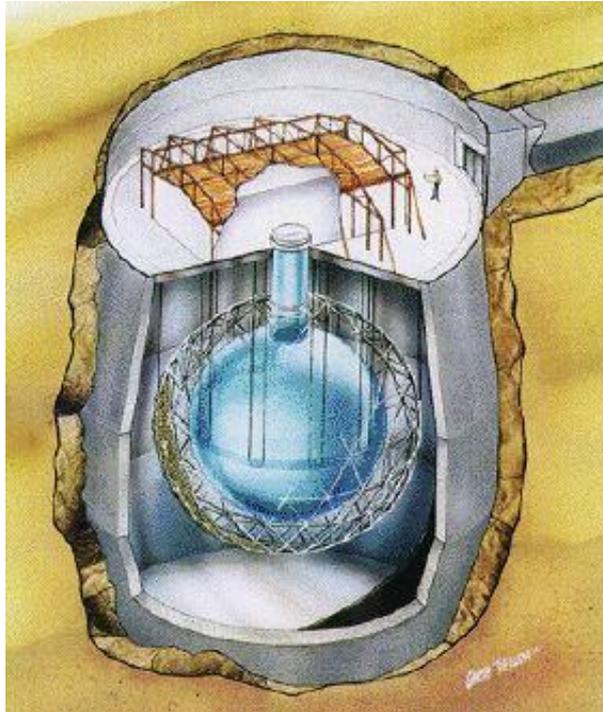


Fig. 8: O Observatório de Neutrinos de Sudbury, onde os cientistas confirmaram os modelos da fusão nuclear no Sol, observando o fluxo de neutrinos previsto. O coração do observatório é um grande tanque de água pesada. Os núcleos de deutério interagem ocasionalmente com um neutrino para produzir um *flash* de luz observável. (Fonte: Observatório de Neutrinos de Sudbury).

## Vida do Sol e das estrelas

Dado que o “o método científico” é um conceito tão fundamental no ensino da ciência, devemos começar por explicar como é que os astrónomos entendem a evolução das estrelas:

- Mediante o uso de simulações por computador, baseadas nas leis da física, tal como se descreveu anteriormente;
- Mediante a observação das estrelas no céu, que se encontram em diferentes fases de evolução, localizando-as numa “sequência evolutiva” lógica;
- Mediante a observação de aglomerados estelares: grupos de estrelas que se formaram ao mesmo tempo da mesma nuvem de gás e pó, mas com diferentes massas. Há milhares de aglomerados de estrelas na nossa galáxia, incluindo cerca de 150 *aglomerados globulares* que estão entre os objetos mais antigos de nossa galáxia. As Híades, as Plêiades e a maioria das estrelas da Ursa Maior são grupos que podem ser vistos a olho nu. Os aglomerados são “experiências da natureza”: grupos de estrelas formados do mesmo material, no mesmo lugar, ao mesmo tempo. As suas estrelas apenas diferem na massa. Visto que diferentes aglomerados têm diferente idade, podemos observar como uma coleção de estrelas de diferentes massas pode ser vista quando atinge diferentes idades depois de seu nascimento;
- Mediante a observação direta de etapas rápidas da evolução; estas serão incomuns, já que duram somente uma pequena fração da vida das estrelas;
- Mediante o estudo das mudanças nos períodos de estrelas variáveis pulsantes. Estas mudanças são pequenas, mas observáveis. Os períodos destas estrelas dependem do raio

da estrela. Como o raio muda devido à evolução, o período também o fará. A mudança no período é medida através de observações sistemáticas das estrelas a longo prazo.

O primeiro método, o uso de simulações por computador, foi o mesmo método utilizado para determinar a estrutura da estrela. Assim que a estrutura da estrela é conhecida, sabemos a temperatura e a densidade em cada ponto da estrela, e calculamos como é que a composição química é alterada pelos processos termonucleares que ocorrem. Estas mudanças na composição podem ser incorporadas no modelo seguinte na sequência evolutiva.

As estrelas variáveis pulsantes mais famosas são denominadas Cefeidas, devido à estrela Delta Cephei, que é um exemplo típico. Existe uma relação entre o período de variação de uma Cefeida e a sua potência. Medindo o período, os astrónomos podem determinar a potência e, portanto, a distância, usando a lei do inverso do quadrado da distância. As Cefeidas são uma ferramenta importante para determinar o tamanho e a escala de idade do Universo.

Os alunos podem observar estrelas variáveis, através de projetos como Citizen Sky, que possibilita o desenvolvimento de uma variedade de competências em ciência e matemática, enquanto fazem ciência real e talvez contribuam para o desenvolvimento de conhecimentos astronómicos.

## **Vida e morte do Sol e das estrelas**

A fusão do hidrogénio é um processo muito eficiente. Proporciona energia às estrelas durante a sua longa vida. As reações de fusão são mais rápidas no centro da estrela, onde a temperatura e a densidade são mais altas. A estrela desenvolve assim um núcleo de hélio que, pouco a pouco, se expande para o exterior. Quando isto ocorre, o núcleo da estrela reduz-se e torna-se mais quente, e o hidrogénio em redor do núcleo do hélio aquece o suficiente para se fundir. Esta ação faz com que as camadas externas da estrela se expandam – lentamente no começo, e depois mais rapidamente. Converte-se numa estrela gigante vermelha, até cem vezes maior que o Sol. Por último, o núcleo central de hélio aquece o suficiente para que o hélio se funda em carbono. Esta fusão equilibra a força no centro da gravidade, mas não por muito tempo, porque a fusão do hélio não é tão eficiente como a fusão do hidrogénio. Logo, o núcleo de carbono contrai-se, tornando-se mais quente, e as camadas externas da estrela expandem-se para se converter numa gigante ainda maior de cor vermelha. As estrelas mais massivas expandem-se até um tamanho ainda maior e convertem-se em estrelas supergigantes vermelhas.

Uma estrela morre quando o seu combustível acaba. Não há outra fonte de energia para manter o interior da estrela quente e produzir uma pressão suficiente do gás em direção ao exterior com o intuito de deter a contração gravitacional da estrela. O tipo de morte depende da massa da estrela.

A duração da vida da estrela também depende da sua massa: as estrelas de menor massa possuem baixa potência e tempo de vida extremamente longo – dezenas de milhares de milhões de anos. As estrelas de grande massa possuem potência muito alta e tempos de vida curtíssimos, de milhões de anos. A maioria das estrelas é de massa muito baixa e o seu tempo de vida superará a atual idade do Universo.

Antes de sua morte, uma estrela perde massa. Após usar o último hidrogênio, e depois o que restava de hélio, expandir-se-á transformando-se numa estrela gigante vermelha, de mais de cem vezes o raio do Sol e mais de bilhões de vezes o seu volume. Os estudantes podem fazer um modelo à escala que permita visualizar as enormes mudanças no tamanho da estrela à medida que evolui. A gravidade nas camadas exteriores de uma gigante vermelha é muito baixa. Também começa a pulsar, numa rítmica expansão e contração. Devido ao grande tamanho de uma gigante vermelha, cada ciclo da pulsação dura meses ou anos, o que acaba por expulsar as camadas exteriores da estrela para o espaço, formando uma bela nebulosa planetária em lenta expansão ao redor da estrela que morre (figura 9). Os gases na nebulosa planetária são estimulados, pela luz ultravioleta que provêm do núcleo quente da estrela, até produzir fluorescência. Finalmente, a nebulosa afasta-se da estrela e une-se com outro gás e pó para formar novas nebulosas das quais nascerão novas estrelas.



Fig. 9: A nebulosa Helix (Hélice), uma nebulosa planetária. Os gases da nebulosa foram expulsos da estrela a fase evolutiva de gigante vermelha. O núcleo da estrela é uma anã branca quente. É observável, ténue, no centro da nebulosa. (Foto: NASA).

A vida das estrelas massivas é um pouco diferente das estrelas de menor massa. Nas estrelas com pouca massa, a energia é transportada do núcleo para o exterior pela radiação. No núcleo de estrelas massivas, a energia é transportada por convecção, pois o núcleo da estrela está completamente misturado. Quando acaba o hidrogênio no núcleo, a estrela muda rapidamente e transforma-se numa gigante vermelha. No caso de estrelas de menor massa, a transição é mais gradual.

As estrelas devem ter uma massa de mais de 0,08 vezes a do Sol. Caso contrário, os seus centros não serão suficientemente quentes e densos para que o hidrogênio se funda. As estrelas mais massivas apresentam massas de quase centenas de vezes a do Sol e possuem tanta potência que sua própria radiação impedirá que permaneçam estáveis.

### Estrelas comuns, de menor massa

Nas estrelas com uma massa inicial inferior a oito vezes a do Sol, a perda de massa final deixa um núcleo de menos de 1,4 vezes a massa do Sol. Este núcleo não possui combustível termonuclear. A força gravítica na direção do centro é equilibrada pela pressão de elétrons no sentido do exterior, que resistem a qualquer nova contração, devido ao princípio de exclusão de

Pauli – uma lei da teoria quântica que determina um limite no número de elétrons que pode existir num determinado volume. Estes núcleos são denominados de anãs brancas e contêm massas inferiores a 1,44 vezes a do Sol. Este é o conhecido *limite de Chandrasekhar*, devido ao astrónomo indiano-estadunidense, e Prémio Nobel, Subrahmanyan Chandrasekhar ter demonstrado que uma anã branca mais massiva que este limite colapsaria sobre seu próprio peso.

As anãs brancas são os pontos finais normais da evolução estelar de estrelas de menor massa. São muito comuns na nossa galáxia, mas são difíceis de serem vistas, pois não são maiores do que a Terra. Apesar de estarem quentes, apresentam uma área de radiação pequeníssima e são, portanto, pouco brilhantes. As suas potências são milhares de vezes menores que a do Sol. As estrelas brilhantes Sirius e Procyon possuem anãs brancas a orbitar em seu redor. Estas anãs brancas não possuem nenhuma fonte de energia para além de seu calor armazenado. São como brasas de carvão, arrefecendo numa lareira. Depois de bilhões de anos, arrefecerão por completo, e tornar-se-ão frias e escuras.

### As raras estrelas massivas

As estrelas massivas são quentes e de grande potência, porém muito raras. Possuem uma vida curta, de poucos milhões de anos. Os seus núcleos são suficientemente quentes e densos para fundir elementos até ao ferro. O núcleo de ferro não possui energia disponível, seja devido a fusão ou a fissão. Não há uma fonte de energia para manter o núcleo quente e para resistir à força da gravidade. A gravidade colapsa o centro da estrela num segundo, convertendo-o numa bola de neutrões (ou até de matéria mais estranha), libertando enormes quantidades de energia gravitacional. Isto faz com que as camadas externas da estrela explodam como uma supernova (figura 10). Estas camadas externas são expulsas com velocidades de até 10 000 km/s e a estrela converte-se em supernova.

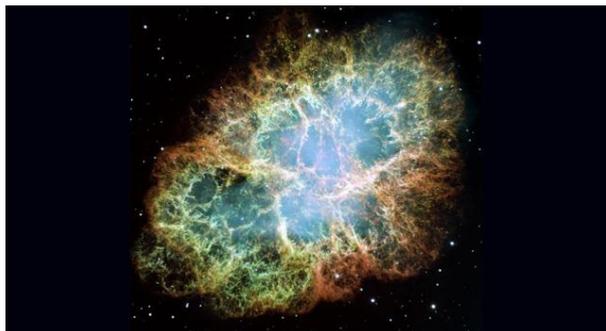


Fig. 10: A Nebulosa do Caranguejo, o remanescente de uma explosão de supernova registada pelos astrónomos na Ásia em 1054 d.C. O núcleo da estrela que explodiu é uma estrela de neutrões em rápida rotação, o pulsar, dentro da nebulosa. Uma pequena fração de sua energia de rotação é transferida à nebulosa, permitindo que brilhe. (Foto: NASA).

Uma supernova, na sua luminosidade máxima, pode ser tão brilhante como uma galáxia inteira com centenas de bilhões de estrelas. Tycho Brahe e Johannes Kepler observaram e estudaram supernovas brilhantes, em 1572 e 1604, respetivamente. Segundo Aristóteles, as estrelas eram perfeitas e não mudavam, porém Brahe e Kepler demonstraram o contrário. Nenhuma supernova foi observada na Via Láctea nos últimos 400 anos. Uma supernova, visível a olho

nu, foi observada em 1987 na Grande Nuvem de Magalhães, uma pequena galáxia satélite da Via Láctea.

A massa do núcleo da supernova é maior que o limite de Chandrasekhar. Os prótons e elétrons no núcleo que colapsa fundem-se para produzir nêutrons e neutrinos. As explosões de neutrinos poderiam ser detetadas por um observatório de neutrinos. Se a massa do núcleo é menor que três vezes a massa do Sol, será estável. A força da gravidade na direção do centro está equilibrada pela pressão quântica, para fora, dos nêutrons. O objeto denomina-se estrela de nêutrons. O seu diâmetro é de aproximadamente 10 km. Sua densidade é a mais de  $10^{14}$  vezes a da água. Pode ser visível com um telescópio de raios X se estiver muito quente, mas as estrelas de nêutrons foram descobertas de uma maneira muito inesperada - como fontes de pulsos de ondas de rádio, denominadas pulsares. Os períodos do pulso são de aproximadamente um segundo, às vezes muito menos. Os pulsos são produzidos pelo forte campo magnético da estrela de nêutrons, sendo expelidos, quase à velocidade da luz, pela rápida rotação da estrela.

Há um segundo tipo de supernova que é produzida em sistemas de estrelas binários nos quais uma estrela que morreu se converteu numa anã branca. Quando a segunda estrela começa a expandir-se, pode expelir gás na direção da sua companheira anã branca. Se a massa da anã branca se torna maior que o limite de Chandrasekhar, a anã branca deflagra; o seu material funde-se, quase instantaneamente, em carbono, libertando suficiente energia para destruir a estrela.

Numa explosão de supernova, todos os elementos químicos que foram produzidos pelas reações de fusão são ejetados para o espaço. Elementos mais pesados que o ferro são produzidos na explosão, apesar de em quantidades pequenas, quando nêutrons irradiam os núcleos mais leves que estão a ser ejetados.

### As estrelas raríssimas muito massivas

As estrelas muito massivas são muito raras – uma em mil milhões. Possuem potências até milhões de vezes a do Sol, e vidas muito curtas. São tão massivas que, quando a sua energia termina e o núcleo colapsa, a sua massa é mais de três vezes a massa do Sol. A gravidade supera inclusive a pressão quântica dos nêutrons. O núcleo continua a colapsar até ficar tão denso que a sua força gravitacional impede que algo escape dele, inclusive a luz. Converte-se num buraco negro. Os buracos negros não emitem radiação, mas, se possuírem uma estrela normal como companheira, obrigam-na a mover-se em órbita. O movimento observado dessa colega permite aos astrónomos detetar o buraco negro e medir a sua massa. Mais: uma pequena quantidade de gás da estrela normal pode ser atraída para o buraco negro, é aquecido até que brilha em raios X antes de cair no buraco negro (figura 11). As proximidades dos buracos negros são, portanto, fortes fontes de raios X e detetam-se com telescópios de raios X.

No centro de muitas galáxias, incluindo a Via Láctea, os astrónomos descobriram buracos negros supermassivos, milhões ou bilhões de vezes mais massivos que o Sol. A sua massa é medida a partir do efeito sobre as estrelas visíveis próximas dos centros das galáxias. Os buracos negros supermassivos parecem ter-se formado como parte do processo do nascimento da galáxia, mas não está claro como isso aconteceu. Um dos objetivos da astronomia do século

XXI é compreender como é que as primeiras estrelas, galáxias e buracos negros supermassivos se formaram, pouco depois do nascimento do Universo.

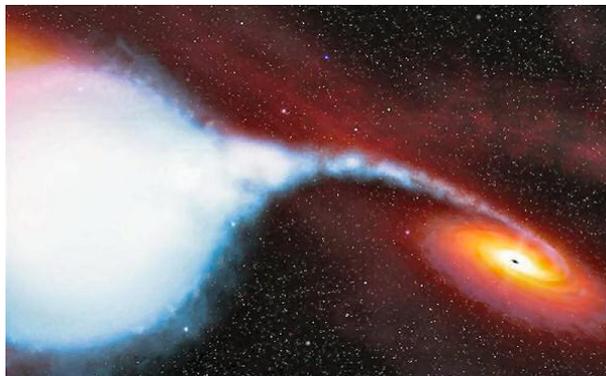


Fig. 11: Conceção artística da estrela binária, fonte de raios X, Cygnus X-1. Trata-se de uma estrela normal massiva (esquerda) e um buraco negro (direita), de aproximadamente 15 vezes a massa do Sol, em órbita mútua. Parte dos gases da estrela normal são empurrados para um disco de acreção ao redor do buraco negro e, finalmente, caem no buraco negro. Os gases aquecem até temperaturas muito altas o que provoca emissão de raios X. (Fonte: NASA).

### Estrelas variáveis cataclísmicas

Aproximadamente metade de todas as estrelas são estrelas binárias, de duas ou mais estrelas em órbita mútua. Frequentemente, as órbitas são muito grandes, e as estrelas não interferem com a evolução uma da outra. Mas se a órbita for pequena, as duas estrelas podem interagir, sobretudo quando uma se expande como gigante vermelha. E se uma estrela morre para transformar-se numa anã branca, numa estrela de neutrões ou num buraco negro, a evolução da estrela normal pode ejetar material sobre a estrela morta e muitas coisas interessantes podem acontecer (figura 12). O sistema de estrelas binário varia em brilho, por diversas razões, e é conhecida como estrela variável cataclísmica. Como foi indicado anteriormente, se uma parceira anã branca recebesse suficiente massa esta poderia explodir como uma supernova. Se a estrela normal derrama material rico em hidrogénio sobre a anã branca, esse material pode explodir, devido à fusão do hidrogénio, como uma nova. O material que cai na anã branca, na estrela de neutrões ou no buraco negro, pode simplesmente aquecer bastante, à medida que a sua energia potencial gravitacional se converte em calor e produz radiação de alta energia, tais como Raios X.

Na conceção do artista de um buraco negro (figura 11), é possível ver o disco de acreção de gás ao redor do buraco negro e a corrente de gás da estrela normal que flui para o mesmo.

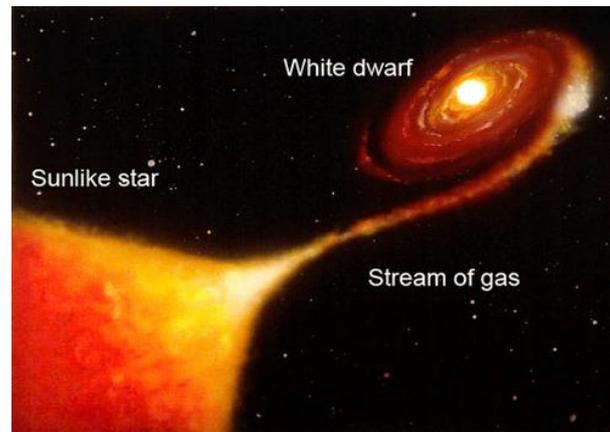


Fig. 12: Estrela variável cataclísmica. A matéria é arrastada da estrela normal (esquerda) para a anã branca (à direita). A matéria golpeia o disco de acreção em redor da anã branca e provoca um aumento de brilho. A matéria eventualmente cai na anã branca, onde pode fulgar ou explodir. (Fonte: NASA).

## O nascimento do Sol e das estrelas

Há estrelas a nascer neste instante! Devido ao facto de que as estrelas mais massivas possuem uma vida útil de apenas poucos milhões de anos, e da idade do Universo ser de mais de dez mil milhões de anos, conclui-se que as estrelas massivas conhecidas provavelmente nasceram recentemente. A sua localização oferece-nos uma dica: estão próximas, e no interior, de grandes nuvens de gás e poeira conhecidas como nebulosas. O gás é constituído por iões, átomos e moléculas, especialmente hidrogénio, um pouco de hélio e poucas quantidades dos elementos mais pesados. O pó é formado por grãos de silicato e grafite, com tamanhos menores que um micrómetro. Há menos pó que gás, porém o pó possui um papel importante na nebulosa. Permite que as moléculas se formem, protegendo-as da intensa radiação das estrelas próximas. A sua superfície pode servir de catalisador para a formação de moléculas. A nebulosa mais próxima, grande e brilhante, é a Nebulosa de Oriente (figura 13). As estrelas quentes na nebulosa provocam o brilho dos átomos do gás por fluorescência. O pó é quente e emite radiação infravermelha. Também bloqueia a luz das estrelas e o gás por trás, causando as manchas escuras na nebulosa.

A gravidade é uma força atrativa, por isso não é de estranhar que partes de uma nebulosa se contraíam lentamente. Isto ocorrerá se a força gravitacional for maior que a pressão da turbulência nessa região da nuvem. As primeiras etapas da contração podem ser ajudadas por uma onda de choque de uma supernova próxima ou pela pressão da radiação de uma estrela massiva próxima. Logo que a contração gravitacional se inicia, continua. Aproximadamente a metade da energia libertada, pela contração gravitacional, aquece a estrela. A outra metade é irradiada. Quando a temperatura do centro da estrela atinge cerca de 1 000 000 K, começa a fusão termonuclear do deutério; quando a temperatura for um pouco maior, é iniciada a fusão termonuclear do hidrogénio. No momento que a energia produzida é igual à energia irradiada, a estrela nasceu “oficialmente”.



Fig. 13: A Nebulosa de Oriente, uma grande nuvem de gás e pó na qual estão a ser formadas estrelas (e seus planetas). O gás brilha por fluorescência. O pó produz manchas escuras de absorção que podem ser vistas, especialmente na parte superior esquerda da foto. (Foto: NASA).

Quando a contração gravitacional começa, o material tem uma rotação (momento angular) muito pequena devido à turbulência na nuvem. À medida que a contração continua, “a conservação do momento angular” faz que com que a rotação aumente. Este efeito é comumente visto na patinagem artística; quando o patinador faz uma rotação rápida, coloca os braços o mais perto possível do seu eixo de rotação (seu corpo) e a velocidade da sua rotação aumenta. À medida que a rotação da estrela em contração continua, a “força centrífuga” (comumente mencionada, contudo de maneira incorreta) provoca o aplanamento do material ao redor da estrela, formando um disco. A estrela nasce no centro, denso, do disco. Os planetas formam-se no próprio disco – os planetas rochosos próximo da estrela e os planetas gasosos e de gelo, no disco exterior frio.

Nas nebulosas como a Nebulosa de Oriente, os astrónomos observaram estrelas em todas as etapas de formação. Observaram *proplyds* – discos protoplanetários nos quais planetas como o nosso estão em formação. A partir de 1995, os astrónomos descobriram exoplanetas ou planetas extrassolares – planetas em redor de outras estrelas semelhantes ao Sol. Esta é uma prova evidente de que os planetas se formam realmente como subproduto normal da formação estelar. Podem existir muitos planetas, como a Terra, no Universo!

## Bibliografia

- Bennett, Jeffrey et al, *The Essential Cosmic Perspective*, Addison-Wesley; one of the best of the many available textbooks in introductory astronomy, 2005.
- Kaler, James B, *The Cambridge Encyclopaedia of Stars*, Cambridge Univ. Press, 2006.
- Percy, J.R, *Understanding Variable Star*, Cambridge University Press, 2007.

## Fontes da Internet

- American Association of Variable Star Observers. <http://www.aavso.org>. Education project: <http://www.aavso.org/vsa>
- Chandra X-Ray Satellite webpage. [http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar\\_ev/](http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/)
- Kaler's "stellar" website. <http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>
- Stellar Evolution on Wikipedia: [http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar\\_evolution](http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_evolution)