

NEM TODA ESTRELA É JOVEM

Denise R. Gonçalves

A semelhança de todos os tipos de seres vivos que conhecemos, estrelas nascem, vivem e morrem. Ainda que nasçam e tenham infância, juventude e madurez similares, na velhice e na morte as estrelas diferem muito, a depender essencialmente de suas massas. E, contrariamente à visão atual que temos dos seres humanos, na velhice e na morte as estrelas são muito mais glamorosas do que na juventude, daí a metáfora do título! Veremos que a metáfora é ainda mais contundente quando comparamos estrelas gordinhas (massivas) e de mais baixa massa. Ambas terminam de forma esplêndida.

Estrelas massivas evoluem mais rápido do que suas colegas com menos massa. O que equivale a dizer que quanto mais massa, mais compulsivo o consumo do combustível original, o hidrogênio (H). O Sol passará cerca de 10 bilhões de anos consumindo seu H (ou seja, através de fusão termonuclear transformando-o em hélio, He), ao que chamamos sequência principal (SP). Estrelas de 5 e 10 massas solares (M_{\odot}), por sua vez, terão sequências principais de, apenas, 100 e 20 milhões de anos, respectivamente. Essa fase da vida das estrelas termina pelo simples fato de que elas deixam de possuir H no seu núcleo, portanto, já não podendo transformá-lo em He. Por isso, imediatamente após a SP a evolução estelar também é qualitativamente similar para todos os tipos de estrelas: o consumo do H nuclear necessariamente produz um núcleo de He (inicialmente inerte) em contração (já que ao cessar a fusão nuclear também cessa a pressão que contrabalança a gravidade) rodeado por uma camada externa na qual o H continua em combustão. Essa estrutura interna vale tanto para estrelas de alta quanto de baixa massa. A partir daqui, na velhice estelar, os caminhos de umas e outras serão completamente diversos. Porém, desde já podemos adiantar que umas e outras são velhinhas de rara beleza. E, morrendo de forma explosiva (como supernovas) ou lentamente perdendo suas camadas externas para o entorno, como nebulosas planetárias, fatalmente coroarão suas vidas com uma morte espetacularmente bela!

A VIDA DAS ESTRELAS JOVENS Antes de falar da velhice estelar, e dado que já deixamos claro que, excetuando-se o tempo que permanecem em cada uma das fases, a vida de todas as estrelas são similares até que deixem a SP, vamos verificar como as estrelas nascem e evoluem até que consumam seu H nuclear.

A tabela 1 reúne as várias fases que levam à formação das estrelas destacando as características observacionais de cada fase. Nela lista-se o tempo de uma fase para a subsequente, as temperaturas, tanto no centro da estrutura em questão quanto na sua superfície, as densidades e os tamanhos. Note que nesta tabela denotamos os tamanhos em unidades de diâmetros solares (D_{\odot}), na próxima a medida será raios solares (R_{\odot}). Essa tabela pode ser resumida da

Tabela 1 – DO NASCIMENTO À SP (O SOL)

TEMPO ATÉ A PRÓXIMA FASE (ANOS)	TEMPERATURA CENTRAL (K)	TEMPERATURA SUPERFICIAL (K)	DENSIDADE CENTRAL (PARTÍCULAS/M ³)	DIÂMETRO (D _☉)	OBJETO OBSERVÁVEL
2 x 10 ⁶	10	10	10 ⁹	7 x 10 ⁷	Nuvem interestelar
3 x 10 ⁴	100	10	10 ¹²	7 x 10 ⁵	Nuvem fragmentada
10 ⁵	10.000	100	10 ¹⁸	7 x 10 ³	Nuvem fragmentada/ Proto-estrela
10 ⁶	1.000.000	3.000	10 ²⁴	70	Proto-estrela
10 ⁷	5.000.000	4.000	10 ²⁸	7	Proto-estrela
3 x 10 ⁷	10.000.000	4.500	10 ³¹	1,4	Estrela
10 ¹⁰	15.000.000	6.000	10 ³²	1	Sequência principal

1 Kelvin = -272,15 graus Celsius (°C)

seguinte forma: 1) o berço das estrelas é o meio interestelar, ou, as nuvens moleculares frias quando começam a colapsar devido à auto-gravidade; 2) ao longo do colapso fragmentos das nuvens vão aquecendo-se, até chegar ao ponto em que suas zonas mais centrais tornam-se suficientemente quentes, aptas para a ignição de reações termonucleares; 3) nesse ponto a contração é freada (pela pressão das reações nucleares), e nasce a estrela; 4) esta estrela, identificada com o nosso Sol, passará aproximadamente 10 bilhões de anos na SP.

O responsável pelo equilíbrio da estrela na SP é o balanço entre a gravidade (que propicia colapso) e a pressão interna (que propicia expansão). Uma vez que já não haja pressão interna no núcleo, fim da SP, esse equilíbrio desaparece, causando importantes modificações na estrutura interna e na aparência das estrelas. Para estudar as várias fases da vida das estrelas é crucial entender que é justamente esse equilíbrio que determina os vários estágios de evolução das mesmas.

Seguindo na sequência dada pela tabela 1, agora que a estrela deixou a SP, ela definitivamente entra em fase terminal, e as características da morte dependem crucialmente da sua massa. Estrelas morrem catastróficamente ou de maneira mais suave. As estrelas massivas têm massas superiores a 8 M_☉, enquanto que as de baixa massa, ou tipo solar, possuem menos de 8 M_☉ (num estudo detalhado aprende-se que existem diferenças importantes dentro desses grupos).

A MORTE NA PASSARELA: ESTRELAS DE BAIXA MASSA Agora somente considerando estrelas do tipo solar vemos os eventos principais até a morte definitiva da estrela como anã branca, ou melhor, anã negra. A tabela 2 traz as características dessas fases, e cada uma delas será discutida detalhadamente a seguir.

Ao sair da SP o núcleo da estrela compõe-se de He inerte. Este só poderá ser transformado em outros elementos se a temperatura nuclear for superior a aproximadamente 10⁸K. De fato, a camada que circunda tal núcleo — e composta por H — começa a ter reações nucleares antes do núcleo inerte de hélio, já que esta está a uma temperatura superior aos 10⁷K necessários para ignição do H. A queima do hidrogênio acontece, então, não no centro da estrela, mas em um “anel” que o circunda. A transformação H-He nessa camada é mais rápida do que o processo similar no núcleo durante a SP, por isso, apesar de ter um núcleo inerte, nesse estágio a estrela cresce em luminosidade.

Mas essa estrela está completamente fora do equilíbrio. A transformação H-He no anel é cada vez mais rápida e a pressão que advém dessa alta taxa de produção de He faz com que essa camada se expanda, ou seja, faz com que a estrela cresça. Enquanto isso, o núcleo de He continua em contração, com consequente aquecimento, portanto a estrela é uma composição de núcleo em contração e aquecimento e camadas externas em expansão e esfriamento. Essa estrela sub-gigante expandiu-se até 3R_☉.

O processo continua, dessa vez com forte aumento na luminosidade estelar, e ao transforma-se em uma gigante vermelha, a estrela já tem aproximadamente 100 R_☉ e umas 100 luminosidades solares (L_☉).

Essa situação de desequilíbrio não pode durar para sempre... Quando o núcleo da estrela torna-se tão denso quanto 10⁸kg/m³ e sua temperatura ultrapassa aquela da ignição da fusão do He, reinicia-se a queima deste, no núcleo da estrela. Dessa vez, no entanto, não se aplica o comportamento que vimos antes, ou seja, de que a pressão aumentaria devido ao aumento de temperatura e contrabalançaria a gravidade. Agora a pressão do núcleo é anômala, pois este possui um gás de elétrons comprimidos a tão alta densidade que já não suporta mais compressão. Essa pressão, que é independente da temperatura, é conhecida como pressão dos elétrons degenerados. Nessas condições, mesmo com o crescimento da taxa das reações de queima do He, a pressão quase não muda e a temperatura cresce tão abruptamente que causa a queima explosiva do hélio (o *flash* do He). Depois de algum tempo (da ordem de horas) nesse processo explosivo, o núcleo finalmente retoma sua condição de pressão térmica, com a recuperação das condições de equilíbrio, expansão nuclear e queda de densidade. Em suma, o efeito líquido do *flash* de He é tal que ocorre um rearranjo na estrutura da estrela de forma que o equilíbrio é re-estabelecido e esta passa a transformar He em C (carbono) no núcleo, como esperávamos. A camada que circunda o núcleo estelar está, simultaneamente, fundindo H em He. A essa estrela denominamos estrela do ramo horizontal.

Devido à fusão do He em C, surge então um núcleo composto de carbono, o hélio que é consumido e, porque se torna escasso, o núcleo deixa de produzir C. Portanto, o núcleo se contrai e se aquece levando ao crescimento da taxa de queima de He e H nas camadas que o rodeiam. A estrutura da estrela, de dentro para fora, compõe-se de um núcleo inerte de C (em contração), uma camada de transformação He-C e uma camada de H-He. Seu envoltório mais externo constitui-se também de matéria inerte. Essa zona externa se expande e a estrela volta a ser uma gigante vermelha — também conhecida pelo nome de estrela do ramo assintótico das gigantes (AGB). Luminosidade e raios voltam a superar aqueles do *flash* do He e, por isso, também a denominamos supergigante vermelha.

Durante a trajetória até o ramo assintótico das gigantes as camadas mais externas das estrelas expandem-se, ao mesmo tempo em que o núcleo

Tabela 2 – DA SP À MORTE (ESTRELAS DE BAIXA MASSA – TIPOSOLAR)

TEMPO ATÉ A PRÓXIMA FASE (ANOS)	TEMPERATURA CENTRAL (K)	TEMPERATURA SUPERFICIAL (K)	DENSIDADE CENTRAL (KG/M3)	RAIO (R _☉)	OBJETO OBSERVÁVEL
10 ¹⁰	15 x 10 ⁶	6.000	10 ⁵	1	Sequência principal
10 ⁸	5 x 10 ⁷	4.000	10 ⁷	3	Sub-gigante
10 ⁵	10 ⁸	4.000	10 ⁸	100	Flash de hélio
5 x 10 ⁷	2 x 10 ⁸	5.000	10 ⁷	10	Ramo das gigantes
10 ⁴	2,5 x 10 ⁸	4.000	10 ⁸	500	Ramo assintótico das gigantes
10 ⁵	3 x 10 ⁸	100.000	10 ¹⁰	0,01	Núcleo de carbono
–	–	10.000	10 ⁻¹⁷	1.000	Nebulosa planetária*
–	100	50.000	10 ¹⁰	0,01	Anã branca
–	~ 0	~ 0	10 ¹⁰	0,01	Anã negra

* Estes valores dizem respeito ao envoltório que caracteriza a nebulosa.

se contrai. Quando a temperatura nuclear torna-se suficientemente alta para a ignição das reações de queima do carbono (sintetizando elementos ainda mais pesados) é que o equilíbrio da estrela volta a ser recuperado. Nesse tipo de estrela (de baixa massa) a temperatura jamais será tão alta que essa fase de fusão nuclear possa ocorrer, ou seja, queima do C. Na tentativa de chegar à ignição do C, a densidade nuclear cresce até um limite tão alto que seus elétrons nucleares tornam-se degenerados, sua temperatura para de crescer, e a contração é freada. Essa estrela é sim capaz de sintetizar oxigênio (O), por causa das reações do C com o He na fronteira da camada composta de hélio.

Vamos às verdadeiras *estrelas* da evolução estelar!

EM FOCO: AS NEBULOSAS PLANETÁRIAS

O QUE SÃO E POR QUE TÊM ESSE NOME

Uma nebulosa planetária compõe-se por gás e poeira, os quais circundam uma estrela do tipo solar no final da sua vida. Essa estrela — a estrela central da nebulosa planetária — ilumina a nebulosidade ao seu redor que, por sua vez, é observada em todas as zonas do espectro eletromagnético, desde rádio até raios-X. Comparadas com as estrelas, que emitem numa banda de luz contínua (luz branca), as nebulosas planetárias emitem sua luz em bandas muito mais estreitas, ou seja, em linhas de emissão (luz discreta com diferentes cores). Por isso são facilmente identificadas no céu quando se utiliza um telescópio contendo um prisma, produzindo seu espectro.

Data de 1764 a primeira vez que se observou uma nebulosa planetária, a nebulosa dos Halteres. Essa observação foi seguida por aquela da nebulosa do Anel (M57), em 1779, pelo astrônomo francês Antoine Darquier. Este último descreveu a nebulosa do Anel como “pouco brilhante, mas com contornos bem definidos... é tão grande quanto Júpiter, parecendo-se com um planeta tênue”. O termo “nebulosa planetária” (NP) foi-lhes atribuído pelo inglês William Herschel, dadas as suas similaridades com os discos esverdeados de planetas como Urano e Netuno, assim separando-as das nebulosas brancas formadas por estrelas, ou seja, das galáxias.

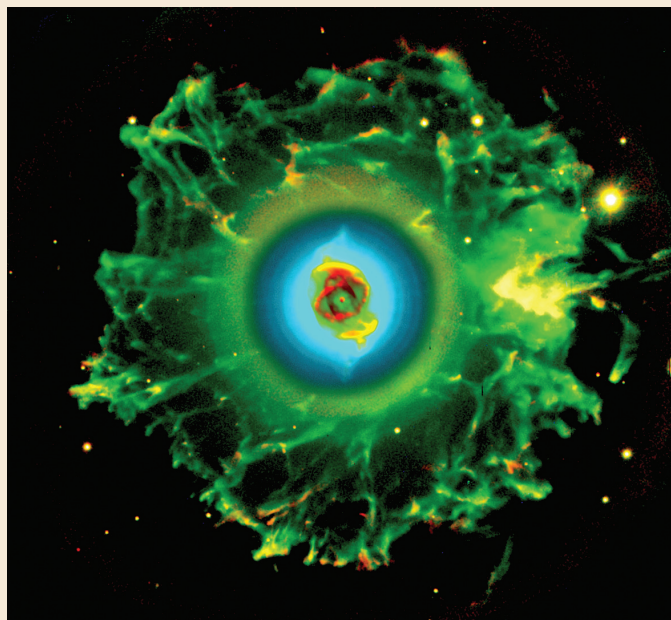
Quando observadas com baixa resolução espacial, uma NP parece redonda e poderia assemelhar-se a um planeta, daí esse nome tão equivocado. Por outro lado, com grande resolução espacial vê-

se claramente que essas são constituídas por muitas e variadas estruturas. Mas, o que são essas estruturas? A nebulosa do Olho de Gato, por exemplo, compõem-se de uma grande variedade de estruturas simétricas, as quais incluem: um halo filamentar extenso; vários anéis concêntricos; um par de jatos e um complexo conjunto de anéis no seu núcleo (NGC 6543, figura 1). Em particular, o conjunto de cascas nebulares no coração de NGC 6543 tem uns mil anos de idade. Contornando esse núcleo encontram-se uma série de anéis concêntricos (azuis), cada um dos anéis está no limite de uma bolha de gás em

expansão expulsa da estrela central em intervalos regulares de uns 1.500 anos, sendo que o primeiro ocorreu há cerca de 18 mil anos. Já os filamentos mais externos (verdes) datam, no máximo, de aproximadamente 60 mil anos. A massa do material estelar dessa nebulosa deve ser similar à massa do Sol.

VENTOS ESTELARES

Agora queremos entender o processo de formação das nebulosas planetárias, ou seja: o que faz com que estrelas com núcleo de C



R. Corradi e D. R. Gonçalves, 2002

Figura 1 – NGC 6543, Cat's Eye nebula (nebulosa do Olho do Gato), obtida com o telescópio de 2.56m NOT. A imagem captura a emissão dos átomos de nitrogênio uma vez ionizado [NII] (vermelho) e dos átomos de oxigênio duas vezes ionizado [OIII] (verde e azul). A dimensão da imagem é de 3,2 x 3 minutos de arco. O processamento da imagem destaca detalhes da parte interna brilhante revelando simultaneamente os tênues anéis concêntricos e o halo filamentar

se transformem em NPs no seu caminho até sumirem como anãs negras (tabela 2)?

Como já visto, quando a estrela entra no ramo assintótico das gigantes o seu núcleo já não queima H nem He, e compõe-se do que sobrou das combustões anteriores, ou seja, de C e O. Nessa fase, e por um período de aproximadamente um milhão de anos, a estrela continuará seu processo de expansão, ao mesmo tempo que sua luminosidade crescerá, alcançando valores de $1.000 L_{\odot}$. Os ventos estelares presentes nessa (ou seja os ventos que ocorrem numa AGB e numa pós-AGB, englobando as fases AGB, proto planetária e NP) gradualmente expulsam o gás das camadas mais externas da estrela, deixando exposto o núcleo quente. O que sobra dos ventos estelares é a própria NP (o envoltório estelar que se desprende da estrela). Assim, aquela que denominamos a estrela central de uma NP é justamente a estrela da qual estivemos “acompanhando” a evolução nas tabelas 1 e 2. Quando cessa a combustão nas camadas externas, a estrela perde seu brilho e transforma-se em uma anã branca, cujas características encontram-se ao final da tabela 2.

Destacamos dois episódios distintos de perda de massa. Primeiro, devido ao vento lento de uma estrela AGB, cuja velocidade típica é da ordem de 10 km/s , com uma taxa de perda de massa de $10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$. E depois, através do vento rápido, expelido de uma pós-AGB, caracterizado por $10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$ e que alcança uma velocidade de até 2 mil km/s . O vento estelar rápido varre o material expelido previamente, dando forma à nebulosa, que expande-se com velocidade de aproximadamente 25 km/s , é mais denso do que os ventos dos quais originou-se, tem $T \approx 10.000 \text{ K}$ e dura cerca de 30 mil anos . O gás do vento rápido (pós-AGB), ao expandir-se sobre o material do vento lento (AGB), forma uma frente de choque que, quando observada no óptico, é a componente mais brilhante de uma NP. Entre os choques interno e externo, encontra-se a bolha quente (somente observável em raios-X). E, por último, o halo compõe-se pelo que resta do vento AGB, o qual, devido à sua baixa densidade, é o mais tênue nas imagens ópticas. Isso explica a formação das NPs, não só esféricas, mas também daquelas cuja casca tem forma elíptica, bipolar, ou com simetria de ponto (figura 2). Tais ideias também dão conta das propriedades físicas (temperaturas e densidades), químicas (enriquecimento químico do meio circunstelar oriundo da síntese de He, C, N e O, na estrela central) e cinemáticas das NPs.

As nebulosas planetárias — velhinhas de rara beleza — são a fase terminal de estrelas tipo solar, e representam uma curta fase, ainda que gloriosa, da vida de muitíssimas estrelas. Elas terminam sua existência espalhando átomos, moléculas e poeira nas diferentes regiões das galáxias. Depois de vagar pelo meio interestelar durante milhões de anos, alguns desses ingredientes podem ter-se agregado ao ejeta de outras NPs para formar as nuvens densas onde nasceram novas estrelas na nossa galáxia. Os fragmentos que restaram da formação estelar resultaram em cometas, asteróides e planetas. Parte do material originado nas NPs pode ter sobrevivido e sido depositado no planeta do qual surgiu a *nossa* vida. De fato, recentemente, foram observadas moléculas orgânicas complexas, similares àquelas de organismos vivos, em NPs ricas em carbono, como NGC 7027 e BD+30° 3639.

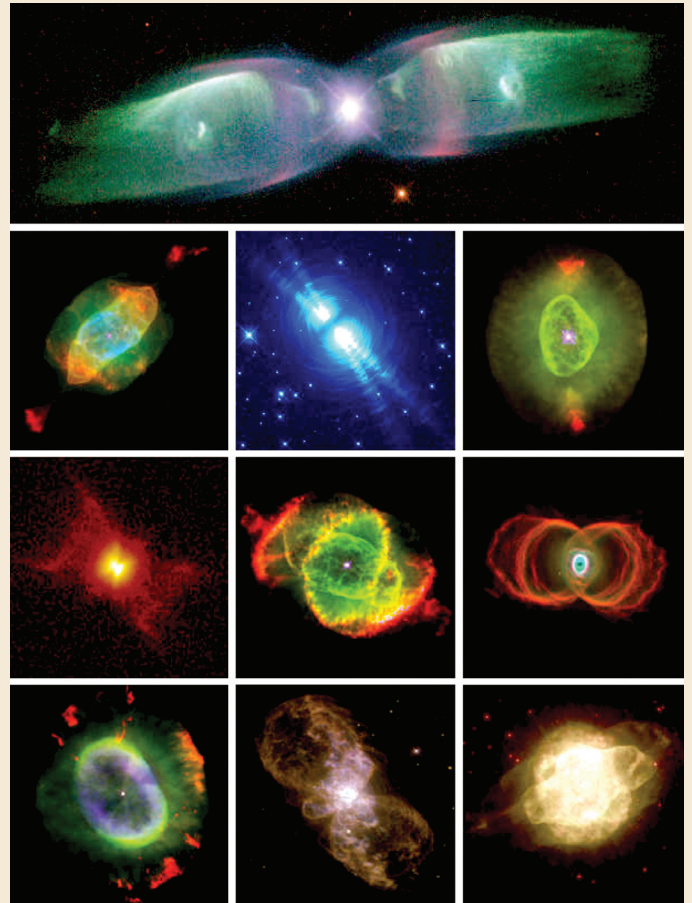


Figura 2 – Uma montagem de nebulosas planetárias observadas com o HST. M 2-9, imagem grande acima. As imagens menores, de cima para baixo, da esquerda para a direita correspondem a: NGC 6826; MyCn18, Hourglass nebula (nebulosa da Ampulheta); NGC 3918; CRL 2688, Egg nebula (nebulosa do Ovo); NGC 6543, Cat’s Eye nebula (nebulosa do Olho de Gato); Hubble 5; NGC 7009, Saturn nebula (nebulosa do Saturno); Red Rectangle nebula (nebulosa do Retângulo Vermelho); NGC 7662, Blue Snowball (Bola de Neve Azul). Imagens retiradas de: <http://www.astro.washington.edu>

UM FIM REALMENTE ESPETACULAR: ALTA MASSA Quando discutimos a queima explosiva do He, nas estrelas tipo solar, não mencionamos o fato de que estrelas com massa maior do que $2,5 M_{\odot}$ transformam He em C de forma suave, não explosiva como descrito anteriormente. Na verdade, quanto mais massiva a estrela, menor a densidade na qual começam a queima do He.

A evolução mais rápida das estrelas massivas na SP também se aplica na vida pós-SP. Devido à alta massa estelar, nas estrelas realmente massivas ($>8 M_{\odot}$) as fases de queima são muito rápidas. Uma estrela de $15 M_{\odot}$, por exemplo, começa a transformar He em C sem chegar a ser uma gigante vermelha, contrariamente ao que ocorria nas estrelas tipo solar. As estrelas massivas quase não

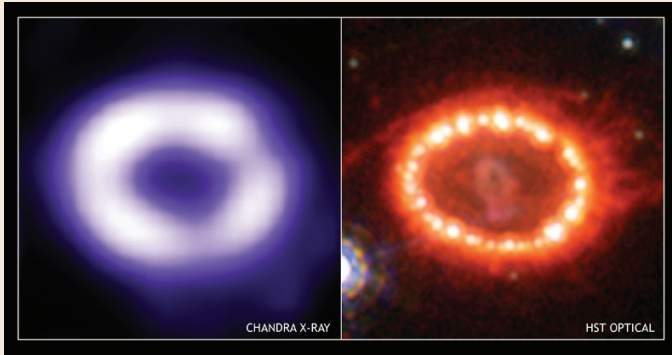


Figura 3 – Uma composição de duas imagens da supernova SN1987A. A imagem ótica, do telescópio Hubble, mostra o anel central e da emissão em raios-X, do telescópio Chandra. Raios-X (à esq.) – Nasa/CXC/PSU/S. Park & D.Burrows.; Óptico (à dir.) – Nasa/STScI/CfA/ P.Challis

mudam de aparência quando passam de uma fase para a fase subsequente de queima. Elas podem fundir elementos mais pesados do que o C e o O, já que seus núcleos continuam a contrair-se e suas temperaturas centrais continuam a crescer. A taxa de queima é acelerada em função da evolução do núcleo. Mas, existe um limite para esse processo de queima?

Uma estrela massiva, em fase terminal, é composta por várias camadas onde ocorrem reações de fusão de elementos. De fato, a queima de um dado elemento no núcleo tem como consequência sua escassez local, seguida então da contração — portanto aquecimento —, e começo da fusão do elemento que foi sintetizado na queima anterior. Esse processo continua. A cada uma dessas fases descritas a temperatura central cresce mais, acelerando a taxa de reações nucleares e produzindo pressão que permite que o núcleo contrabalance a contração gravitacional. A estrutura interna de nossa estrela terminal é tal que, de fora para dentro, tem-se uma camada de H inerte, seguida de várias camadas mais internas nas quais H, He, C, O, Ne (neônio), Mg (magnésio) e Si (silício) estão sendo fundidos em elementos mais pesados e, por fim, surge um núcleo de Fe (ferro). É interessante notar que, como os tempos em que cada um desses elementos são produzidos depende da massa, uma estrela de 20 M_{\odot} funde hidrogênio por mil anos, hélio por 10⁶anos, carbono por 10³ anos, oxigênio por um ano e silício por uma semana. A “estabilidade” de seu núcleo de ferro dura menos de que 24 horas!

A VITÓRIA DA GRAVIDADE

Devido ao fato de que a fusão nuclear que envolve o Fe não produz energia, a estrela não poderá voltar a recuperar seu estado de equilíbrio. Jamais será capaz de, efetivamente, como fez até aqui, contrabalançar a contração gravitacional. Apesar de que a temperatura no núcleo da estrela é de vários 10⁹K a gravidade supera a pressão interna e a estrela colapsa definitivamente.

Na verdade, ao invés de produzir energia com a fusão do ferro, o que ocorre no núcleo é a foto-desintegração desse elemento em outros mais leves, até que só sobre prótons e nêutrons. Esse processo não

apenas não produz, mas consome parte da energia térmica do núcleo, assim esfriando-o e acelerando o colapso. O núcleo composto somente de elétrons (e), prótons (p), nêutrons (n) e fótons, comprimidos a altíssimas densidades, é capaz de, unindo p+e, produzir n+ muitos outros neutrinos. Esses neutrinos facilmente escapam do núcleo (pois praticamente não interagem com a matéria) levando parte da energia deste. Dessa forma, a densidade continua crescendo no núcleo e — à semelhança do que ocorreu com os elétrons do núcleo das gigantes vermelhas e das anãs brancas —, atinge a degenerescência, nesse caso, dos nêutrons. As densidades envolvidas podem chegar a ser de 10¹⁷ ou 10¹⁸ kg/m³. Como o núcleo já não pode ser mais comprimido toda a matéria que continua caindo gravitacionalmente será expelida de volta, de maneira super violenta. Forma-se uma onda de choque que é expelida e leva consigo toda a matéria das camadas adjacentes. O evento é tão energético que pode produzir, por alguns dias, luminosidades superiores àquelas das galáxias que hospedam tal estrela massiva. Esse é o evento conhecido como explosão de uma supernova (figura 3). A energia gerada nesse processo (desde a explosão até que ela deixe de brilhar) pode ser equivalente à energia irradiada pelo Sol durante toda a sua vida. Mais contundente ainda é a energia emitida na forma de neutrinos, podendo chegar a ser cem vezes o valor acima. A estrela que existia antes da explosão é, normalmente, chamada de a estrela progenitora da supernova.

OS DOIS TIPOS DE SUPERNOVAS

Algumas supernovas quase não possuem hidrogênio, enquanto outras o possuem em abundância. Na verdade, dois tipos de supernovas podem ser identificados não só devido ao seu conteúdo de hidrogênio, mas também pelas suas curvas de luz (ou seja, a forma na qual a luminosidade cai com o passar do tempo). Assim: as supernovas tipo I são pobres em hidrogênio e têm queda de luminosidade mais acentuada (rápida); as supernovas tipo II possuem grande quantidade de H e suas luminosidades caem de forma mais suave, menos abrupta.

Existem razões muito óbvias para esses dois tipos de supernovas. Para falar delas teremos que adicionar à nossa descrição da morte estelar o fato de que nem todas as estrelas evoluem isoladamente; parte delas está em sistemas binários. Sua morte será, ou não, influenciada por esse fato, a depender da distância que separa as duas estrelas. A anã branca —, uma estrela já morta —, que descrevemos antes, pode, de fato, “voltar à vida” por ter uma acompanhante próxima. Uma anã branca que tem como companheira suficientemente próxima uma estrela da SP ou uma gigante, pode atrair/transferir massa (H e He) desta para si. A queda de matéria na anã branca faz com que ela volte a aquecer-se e cresça em densidade. Ao atingir 10⁷K a anã volta a queimar hidrogênio, mas de forma rápida e violenta, o que aumenta muito sua luminosidade e a estrela que já estava morta volta a brilhar. A estrela que passa por esse processo é conhecida como nova, apesar de que, na verdade, se trata de uma estrela já bem velhinha, quase morta, a bem da verdade, ressuscitada.

Algo similar explica a existência de supernovas tipo I. Na verdade, essas advém do fato de que as novas podem não expelir todo o ma-

terial que recebem da companheira. Como o processo de nova pode ser recorrente, a cada novo evento mais material é acumulado pela anã branca. Mesmo considerando que o equilíbrio da anã branca vem da pressão dos elétrons degenerados, há um limite de massa para que o núcleo possa manter esse equilíbrio ($1,4M_{\odot}$). Ao ultrapassar essa massa a anã fica instável e colapsa. Isso leva ao aumento da temperatura e à ignição do hélio formando carbono. Essa fusão ocorre, quase simultaneamente, em todas as zonas da estrela, e ela explode como supernova. Por essa razão, as supernovas tipo I quase não possuem hidrogênio. Ao contrário, na explosão de supernovas tipo II parte considerável do material que é expelido é composto de H e He das camadas externas, tornando esse tipo de supernova rico em hidrogênio. Em termos da quantidade de energia liberada na explosão, ambos os tipos são similares.

E, por último, devemos frisar mais uma importante diferença entre esses dois tipos de supernovas. Bem como as anãs brancas (ou negras) são o destino final das estrelas de baixa massa, ainda que pareça estranho, as supernovas do tipo II deixam sobreviver um caroço estelar, que são as estrelas de nêutrons. Isso é assim porque a violenta onda de choque que leva à explosão supernova se dá a partir das paredes do núcleo de nêutrons degenerados, deixando-o intacto. De novo, à semelhança das anãs brancas e das nebulosas planetárias, as supernovas tipo II produzem tanto um ejeta brilhante, que vai se dissipando no meio interestelar — o remanescente da supernova (figura 3) —, quanto um caroço estelar extremamente denso e inerte — a estrela de nêutrons. As supernovas tipo I, é claro, também produzem o remanescente nebuloso, mas acredita-se que não deixem caroço estelar algum.

Para fechar nosso desfile com todo o *glamour* que essas velhinhas merecem, teríamos que discutir, em detalhe, os pulsares (estrelas de nêutrons com alta rotação e intensos campos magnéticos — vistos rapidamente na apresentação a este Núcleo Temático) e os buracos negros estelares (tema de outro artigo desta edição sobre astronomia). Aqui, só resta esperar que os tenhamos convencido de que, pelo menos, quando de estrelas se trata, as rainhas da passarela são as velhinhas.

Denise R. Gonçalves é professora adjunta do Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro (UFRJ)

SUGESTÕES PARA LEITURA

Arany-Prado, Lilia Irmeli. *À luz das estrelas: ciência através da astronomia*.

Editora DP&A, Rio de Janeiro. 2006.

Chung, K. C. *Vamos falar de estrelas?* Editora Uerj. 2000.

Chaisson, E. & McMillan, S. *Astronomy today*. Editora Prentice Hall, Upper Saddle River, New Jersey. 2000.