

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 9 – As estrelas variáveis

9.1 Introdução. Por que estudar estrelas variáveis?

De forma geral, dá-se o nome de “estrela variável” a qualquer estrela que apresente *variações em seu brilho aparente no decorrer do tempo*, de forma periódica ou não. Embora seja normalmente usada no dia a dia, essa definição é extremamente ampla. Por isso, alguns autores preferem ser mais específicos, para evitar confusão com as variações seculares de luminosidade que ocorrem com todas as estrelas em função do seu processo normal de evolução ao longo de milhões ou bilhões de anos (sob essa ótica, todas as estrelas seriam variáveis). Estes preferem estipular um período de tempo razoável no qual a variabilidade deva se manifestar (usualmente, várias décadas ou um século), assim como especificar uma amplitude¹ mínima para a variação de brilho (por exemplo, milésimos de magnitude) para que a estrela possa se enquadrar na definição de “variável” (HOFFMEISTER et al., 1985).

A variação de brilho pode ocorrer genericamente por duas espécies de motivos:

- Variações decorrentes de fatores relacionados à própria estrutura física das estrelas, como contrações e expansões das suas camadas externas (pulsações, que podem ser regulares ou não), com o conseqüente aumento e diminuição da superfície irradiadora. Outras estrelas variam de brilho em decorrência de erupções ou explosões ocorridas nas suas fotosferas ou interiores. De forma geral, as estrelas que apresentam esses tipos de mecanismo de variabilidade são conhecidas como *variáveis intrínsecas*.
- Variações decorrentes de fatores externos à constituição física da estrela, como eclipses que ocorrem em sistemas estelares binários ou múltiplos. Uma estrela com grandes manchas em sua fotosfera também pode apresentar-se como variável, à medida que sua rotação nos mostra faces com maior ou menor intensidade luminosa. De forma geral, as estrelas que apresentam um desses mecanismos de variabilidade são conhecidas como *variáveis extrínsecas*.

Por que é importante a observação das estrelas variáveis? Algumas razões são:

- Nos dias de hoje, contam-se centenas de milhares de estrelas variáveis já identificadas. Milhares delas são acessíveis a instrumentos de pequeno porte (como binóculos ou pequenos telescópios), e necessitam dados contínuos sobre sua variabilidade. Uma vez adquirida uma experiência mínima nas técnicas de estimativa de brilho, a observação é simples, rápida e pode ser feita à conveniência do observador. Esta é uma das poucas áreas da Astronomia em que se pode obter dados cientificamente úteis com instrumental modesto.

¹ Chama-se “amplitude” de uma estrela variável à diferença entre as suas magnitudes máxima e mínima.

- Recursos para ganhar experiência na observação e no registro dos dados (tais como tutoriais, cartas de busca, estrelas de comparação etc.) são abundantes e estão disponíveis com facilidade pela internet através de centros especializados na área. O mais eficiente e organizado desses centros internacionais é a AAVSO (<<https://www.aavso.org/>>). AAVSO é a sigla de American Association of Variable Stars Observers, sem dúvida a maior organização em escala mundial dedicada a estrelas variáveis. A AAVSO tem mais de um século de existência, mais de trinta milhões de observações catalogadas no seu banco de dados (que abrange centenas de milhares de variáveis) e disponibiliza gratuitamente uma infinidade de informações indispensáveis a todos os que se dedicam ao estudo das estrelas variáveis. Usaremos rotineiramente o website da AAVSO em todas as práticas que faremos nos próximos capítulos.
- Do ponto de vista de aplicações científicas, a observação regular das estrelas variáveis é uma fonte de dados importantíssima para o estudo das fases da evolução estelar, para a determinação das propriedades físicas, das distâncias, da rotação e de uma série de outras características das estrelas e de outros objetos astronômicos.
- No aspecto educacional, o estudo das estrelas variáveis facilita a compreensão de numerosos conceitos fundamentais de Física e Matemática e desenvolve nos alunos aptidões para atividades de pesquisa e prática do método científico.

9.2 Desenvolvimento do conhecimento sobre as variáveis

Historicamente, as primeiras variáveis descobertas foram *supernovas* e *novas*: estrelas que, através de mecanismos explosivos², apresentam um grande acréscimo de brilho em um intervalo de tempo muito curto. A maior parte dessas estrelas era invisível a olho nu antes da erupção, de tal forma que, aos olhos dos observadores antigos, a aparência era de uma “estrela nova” em um ponto do céu onde nada havia antes. A maior parte dos registros antigos dessas estrelas é proveniente do Extremo Oriente: Japão, Coreia e, em particular, a China, onde elas eram designadas como *K’o-hsing*, ou “estrelas visitantes”.

A primeira compilação dos registros das novas e supernovas observadas no Extremo Oriente foi feita por Hsi Tse-tsung (1957). Nela, estão listadas 90 “estrelas visitantes” visualizadas no Japão e na China entre os anos de 532 a.C. e 1690 d.C. Há, porém, certa controvérsia sobre a confiabilidade de certas observações listadas por Hsi (CLARK; STEPHENSON, 1977). Um outro catálogo histórico, mais extenso, seria compilado em 1962 por Ho Peng Yoke³; ele continha um total de 581 descobertas mencionadas em registros chineses, japoneses e coreanos entre 532 a.C. e 1600 d.C. – porém, na maior parte desses casos, os objetos referidos eram cometas e não estrelas (HOFFLEIT, 1986). Finalmente, o catálogo mais confiável até o momento parece ser exatamente aquele elaborado por Clark e Stephenson em 1977: ele contém 75 prováveis novas e

² Modernamente, prefere-se a expressão “variáveis cataclísmicas” para designar esses tipos de estrelas.

³ Ho, Peng Yoke: Ancient and mediaeval observations of comets and novae in Chinese sources (1962). *Vistas in Astronomy*, v. 5, issue 1, p.127-225.

supernovas ocorridas entre 532 a.C. e 1609 d.C., que foram criteriosamente confrontadas com os registros históricos feitos na China, Japão, Coreia, países árabes, Vietnam e Europa para evitar possíveis equívocos e ambiguidades. Além disso, os pesquisadores determinaram as coordenadas galácticas e a duração de cada evento.

É digna de nota a absoluta escassez de registros de novas e supernovas na Europa durante o período medieval. Uma explicação plausível, encontrada em YAU (1988), CLARK; STEPHENSON (1977) e PERCY (2007), é que o conceito aristotélico de um universo perfeito e imutável estava tão firmemente enraizado nas mentes ocidentais da época que as impedia de reconhecer a existência de quaisquer fenômenos que significassem uma objeção a essa convicção. Tal preconceito, claramente, não atingia os observadores orientais, que eram instados a registrar qualquer fenômeno natural extraordinário, pela crença de que traria efeitos sobre a vida e as atividades humanas.

Assim, talvez não seja estranho que, nos últimos mil anos, as duas únicas supernovas indubitavelmente observadas na Europa o foram após a Renascença, época em que a doutrina aristotélica havia entrado em declínio: a supernova de Tycho Brahe em 1572 e a de Johannes Kepler em 1604. É também a partir do século XVI que as estrelas variáveis não explosivas começam a ser descobertas pelos ocidentais. A primeira delas foi Mira Ceti (ou Omicron da constelação de Cetus, a baleia). Descoberta em 1596 por David Fabricius (1564-1617), Mira⁴ (cujo nome em latim significa “maravilhosa”) se tornaria o protótipo das variáveis intrínsecas de longo período, gigantes vermelhas cujo ciclo de pulsação dura, em média, cerca de um ano. O período de Mira, de cerca de onze meses, só seria determinado em 1638, por Johannes Holwarda (1618-1651). A segunda variável não-explosiva descoberta no mundo ocidental foi Algol (Beta Persei), uma variável extrínseca binária eclipsante, cujo ciclo de variação (de cerca de três dias) foi percebido em 1667⁵ por Geminiano Montanari (1633-1687), mas só explicado em 1783 por John Goodricke (1764-1786), em uma reunião da Royal Society. Em fins do século XVIII, onze variáveis não-explosivas haviam sido descobertas (HOFFLEIT, 1997).

Nome	Ano	Classe	Descobridor
Mira Ceti	1596	Mira	Fabricius
Algol	1667	Binária eclipsante	Montanari
Chi Cygni	1686	Mira	Kirch
R Hydrae	1704	Mira	Maraldi
R Leonis	1782	Mira	Koch
Beta Lyrae	1784	Binária eclipsante	Goodricke
Eta Aquilae	1784	Cefeida	Pigott
Delta Cephei	1784	Cefeida	Goodricke
R Coronae Borealis	1795	R CrB	Pigott
Alfa Herculis	1795	Semi-regular	Herschel
R Scuti	1795	RV Tauri	Pigott

Tabela 9.1 – Variáveis não-explosivas descobertas até 1796. (Crédito: HOFFLEIT, 1997.)

⁴ Há indicações de que Mira já tivesse sido visualizada durante seus máximos de brilho por Hiparco (em 134 a.C.) e por observadores chineses (em 1070 d.C.), mas em ambos os casos ela não continuou a ser observada em outras noites e sua mudança de brilho não pôde ser percebida (HOFFLEIT, 1997).

⁵ É possível que a variabilidade de Algol já fosse conhecida pelos árabes muito antes dessa data, pois seu nome árabe significa “a estrela do demônio” (CAMPBELL; JACCHIA, 1946).

Nos séculos seguintes, o ritmo das descobertas seria acelerado, principalmente em função do início de uso de técnicas fotográficas para identificação de novas variáveis (a partir de meados do século XIX) e do desenvolvimento de novos métodos de aquisição e comparação de imagens; da participação dos astrônomos amadores no processo; da criação do projeto GCVS (*General Catalogue of Variable Stars*) para catalogação e classificação de todas as estrelas variáveis existentes – tarefa essa comissionada pela União Astronômica Internacional ao Sternberg Astronomical Institute e à Academia Russa de Ciências, ambos em Moscou (SAMUS et al., 2010); e, por fim, do início da automatização dos procedimentos de busca durante a segunda metade do século XX. A Tabela 9.2 demonstra essa evolução até 1983, ano da quarta edição do GCVS.

Ano	1786	1844	1890	1896	1912	1970	1983
Nº de variáveis	12	18	175	393	4.000	22.650	28.450

Tabela 9.2 – Número de descobertas de variáveis nos séculos XIX e XX. (Crédito: ROTH, 1994.)

A partir daí, o crescimento das descobertas seria explosivo. Para isso contribuíram os programas de monitoramento fotométrico de todo o céu, realizados por telescópios automatizados e câmeras CCD de campo amplo, tais como o All Sky Automated Survey (ASAS) e pelos observatórios espaciais, tais como o Hipparcos e o GAIA, da European Space Agency (ESA), da participação ativa dos astrônomos amadores com telescópios robóticos, além do avanço exponencial nas tecnologias de computação e comunicação. Dessa forma, a última edição do tradicional GCVS, publicada em 2015, continha 52.011 estrelas variáveis catalogadas. No entanto, mesmo esse não é o número mais atual. O portal VSX (*International Variable Star Index*, ver WATSON et al., 2006), uma imensa base de dados que inclui em tempo real, além do próprio GCVS, todos os dados que são gerados pelos *surveys* (programas de pesquisa) dos observatórios robóticos de todo o mundo e mais outras publicações da área, tais como o IBVS (*Information Bulletin of Variable Stars*)⁶, já listava, no início de julho de 2017, nada menos de 432.500 estrelas variáveis e suspeitas de variação⁷ – um número que cresce a cada dia!

É de se esperar que, na década de 2020, com o início de operação do *Large Synoptic Survey Telescope* (LSST) – um telescópio de 8,4 m de diâmetro dotado de uma enorme câmera digital de 3,2 gigapixels, que será capaz de varrer todo o céu em três dias e gerar 30 terabytes de dados a cada noite de observação –, o número de estrelas variáveis descobertas atinja a casa dos milhões (IVEZIC et al., 2014).

9.3 Nomenclatura das estrelas variáveis

⁶ O IBVS é um serviço da União Astronômica Internacional mantido pelo Konkoly Observatory, de Budapeste. Disponível em: <<http://www.konkoly.hu/IBVS/IBVS.html>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

⁷ O portal VSX é mantido pela AAVSO (American Association of Variable Stars Observers) e pode ser consultado no website dessa associação: <<https://www.aavso.org/vsx/>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

A nomenclatura tradicionalmente usada para designar as estrelas variáveis foi elaborada em meados da década de 1850 pelo astrônomo alemão Friedrich Argelander (1799-1875). Argelander constatou que, em algumas constelações maiores, não só as letras gregas haviam se esgotado para denominar as estrelas mais brilhantes, como também as letras latinas minúsculas, que eram usadas em sequência. Ele estabeleceu então que as variáveis que já tivessem sido nomeadas anteriormente com letras gregas (como Delta Cephei ou Beta Persei, por exemplo) ficariam como estavam. As variáveis novas que fossem descobertas a partir daí, segundo Argelander, deveriam ser nomeadas por letras latinas maiúsculas desde R até Z, seguidas pelo genitivo latino da constelação (por exemplo R Leonis, S Carinae, etc). Isso significava um máximo de nove variáveis por constelação – o que pouco tempo mais tarde também se mostraria insuficiente. Ele propôs então continuar usando as letras maiúsculas, mas “dobradas”, sempre partindo de R até Z (por exemplo, RR Carinae, RS Scuti, ZZ Ceti etc.). À medida que ainda mais variáveis iam sendo descobertas, ele estendeu a denominação dobrada para o início do alfabeto: AA até AZ, BB até BZ, finalmente de QQ até QZ. A letra J não foi adotada para não ser confundida com a letra I. Todo esse sistema totalizava 334 variáveis por constelação. A partir daí, Argelander propôs que a primeira variável que fosse descoberta recebesse a denominação V335 acompanhada do genitivo da constelação – e o mesmo daí para diante. Por exemplo: uma estrela *nova* que explodiu em dezembro de 2013 na constelação de Centaurus recebeu a denominação V1369 Centauri. Convenhamos que a nomenclatura de Argelander não parece ser um sistema lá muito racional – porém acabou sendo mantido até nossos dias por tradição.

Em algumas publicações, alternativamente, usa-se um outro sistema, criado em fins do século XIX no Harvard Observatory, para nomear cada variável. Trata-se de uma série de seis dígitos em que os quatro primeiros algarismos representam a ascensão reta e os dois últimos a declinação da variável (para o equinócio de 1950.0), precedida pelo sinal + para as estrelas boreais e pelo sinal - para as austrais. Exemplos: 1237+07 é equivalente a R Virginis, e 0018+38 a R Andromedae. Já 1409-59 é o mesmo que R Centauri e 1006-61 é S Carinae. Embora pareça um pouco melhor, pois indica a posição aproximada da estrela, também não é o ideal... mas de novo vigorou a tradição, e esses acabaram sendo os dois sistemas usados até hoje para nomear as estrelas variáveis.

9.4 Curvas de luz: conceitos fundamentais

Uma curva de luz é simplesmente um gráfico onde são plotadas as variações de brilho da estrela variável no decorrer do tempo. Na sua forma mais comum, as curvas de luz são construídas com as magnitudes aparentes colocadas no eixo vertical (eixo das ordenadas) e as medidas do tempo, no eixo horizontal (eixo das abscissas).

As medidas do tempo podem ser feitas através da data-calendário convencional ou da chamada “data juliana” (DJ). A data juliana é simplesmente um sistema sequencial de contagem dos dias, começando a partir de um “dia zero” arbitrariamente escolhido no passado. Dessa forma, a data juliana nos indica o *número de dias* que se passaram desde aquele “dia zero”, ignorando a existência de semanas, meses ou anos.

A “data zero” escolhida (e universalmente aceita) para o início da contagem das datas julianas foi o meio-dia (em Tempo Universal, ou “Hora de Greenwich”) do dia 1^o de janeiro do ano de 4713 antes de Cristo⁸. Essa data parece estranha, mas para os astrônomos tem uma vantagem: com certeza não existe nenhuma observação astronômica antes desse dia! Como o sistema é destinado principalmente às observações astronômicas (geralmente feitas durante a noite), convencionou-se que a mudança de data juliana se faz ao meio-dia, e não à meia-noite, evitando assim ambiguidades nos registros. Por fim, o uso do Tempo Universal foi escolhido simplesmente para padronizar os registros em todo o mundo.

A data juliana consiste em uma parte inteira, que indica o número de dias passados desde a “data zero”, e em uma parte decimal, que representa a fração do dia (correspondente, na datas-calendário, às horas, minutos e segundos). Por exemplo, este texto está sendo escrito na cidade de São Paulo, no dia 7/07/2017, às 13h19m38s no horário oficial de Brasília; isso corresponde a 16h19m38s em Tempo Universal, e à DJ 2457942,18030.

E como se faz esse cálculo? Como podemos verificar qual é a data juliana correspondente a uma data-calendário qualquer, ou vice-versa? Até poucas décadas atrás (antes dos computadores) era necessário usar tabelas e fazer o cálculo manualmente. Hoje não há mais necessidade disso: todos os bons softwares astronômicos (assim como os aplicativos astronômicos de smartphones) incluem um comando que informa a DJ diretamente, usando o *clock* do computador como referência. Se por qualquer motivo isso não estiver disponível, basta fazer a conversão *online* em um dos inúmeros websites que disponibilizam esse recurso. Recomendamos o conversor existente no website da AAVSO: <<https://www.aavso.org/jd-calculator>>.

Usando a data juliana, é muito fácil determinar quantos dias se passaram entre duas datas-calendário quaisquer: basta verificar qual é a DJ correspondente a cada uma dessas datas-calendário, e subtrair uma da outra. Esse procedimento seria muito mais trabalhoso se tivéssemos de subtrair diretamente duas datas-calendário quaisquer, principalmente quando elas estão separadas por anos ou séculos.

Um pequeno teste comprovará facilmente essa afirmação. Quantos dias se passaram desde o dia do seu nascimento até a data exata em você está lendo este texto? Use o conversor da AAVSO e experimente primeiramente fazer esse cálculo pela diferença entre a DJ correspondente ao dia de hoje e a DJ do dia em que você nasceu. Fácil, não é? Agora tente fazer esse mesmo cálculo *sem usar as datas julianas*. Avalie o tempo que você gastou com esse cálculo e compare com o processo anterior. Imagine agora uma situação análoga, mas com uma estrela na qual você queira, por exemplo, verificar o intervalo entre vários máximos de brilho que ocorram durante as últimas décadas. Fica claro por que os astrônomos preferem o uso das datas julianas...

⁸ Essa “data zero” para a contagem da DJ foi proposta em 1583 pelo cronologista francês Joseph Scaliger (1540-1609), com base em uma série de ciclos do calendário juliano e outros, que incluíam até mesmo o ano fiscal usado no Império Romano para cobrança de impostos.

Vamos verificar agora algumas das primeiras características que podemos concluir a partir de uma curva de luz. Uma curva de luz esquematizada para a estrela Delta Cephei é vista na Figura 9.1.

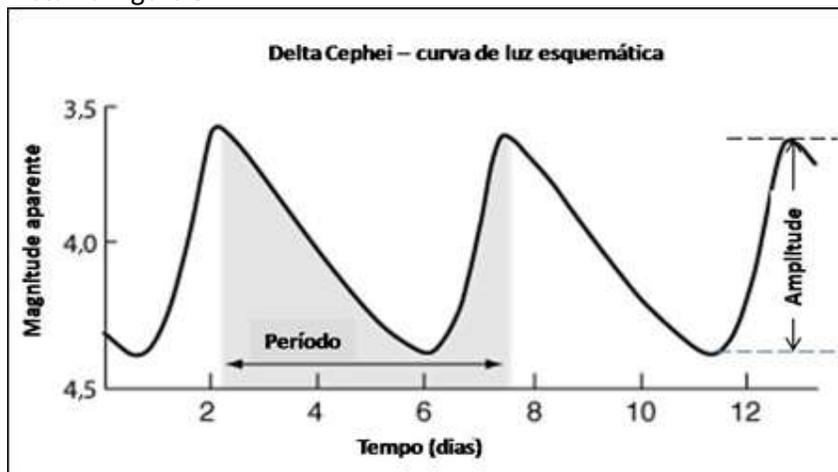


Figura 9.1 – Curva de luz de Delta Cephei, com período e amplitude indicados. (Crédito: ESO/AAVSO.)

Geralmente, a primeira característica que nos salta aos olhos ao observarmos pela primeira vez uma curva de luz é se ela tem aspecto regular ou não (ou seja, se os seus ciclos se repetem de forma homogênea ao longo do tempo). No exemplo da Figura 9.1, ela apresenta essa regularidade; já outros tipos de estrelas variam de forma irregular. Com o tempo e a experiência, muitos observadores conseguem intuir (ao menos de forma aproximada) qual é o tipo da estrela apenas inspecionando o aspecto da curva de luz.

Em seguida, caso seja possível, procuraremos deduzir, a partir da curva de luz, dois parâmetros essenciais para o estudo das estrelas variáveis:

- O *período*, que é o tempo decorrido entre dois máximos sucessivos (ou dois mínimos sucessivos). No caso de Delta Cephei, o período é de cerca de 5,4 dias (verifique na Figura 9.1). No entanto, nem todas as estrelas têm ciclos tão regulares como Delta Cephei (isso dependerá do seu tipo e do mecanismo de variabilidade); assim, em algumas situações a estimativa do período terá de ser feita por métodos bem mais complexos.
- A *amplitude* de variação da estrela, que é a diferença entre as magnitudes da estrela no seu máximo e seu mínimo. Observe que, na Figura 9.1, a escala do eixo vertical cresce de cima para baixo, para indicar que a magnitude é uma escala inversa (como já vimos no Capítulo 5). No caso de Delta Cephei, a amplitude é de cerca de 0,9 magnitudes (verifique).

As curvas de luz são construídas a partir das estimativas de magnitude feitas pelos observadores durante várias noites (sucessivas ou não), segundo as técnicas que veremos no Capítulo 10. Na Figura 9.2, por exemplo, está a curva de luz da mesma

Delta Cephei, porém agora traçada a partir de estimativas de brilho reais feitas por diversos observadores. Cada estimativa é indicada por um ponto; a curva foi traçada da forma mais singela possível (à mão livre), mas mesmo assim pode-se perceber a semelhança com a curva de luz da Figura 9.1 e também determinar (ainda que grosseiramente) o período e a amplitude da estrela (verifique).

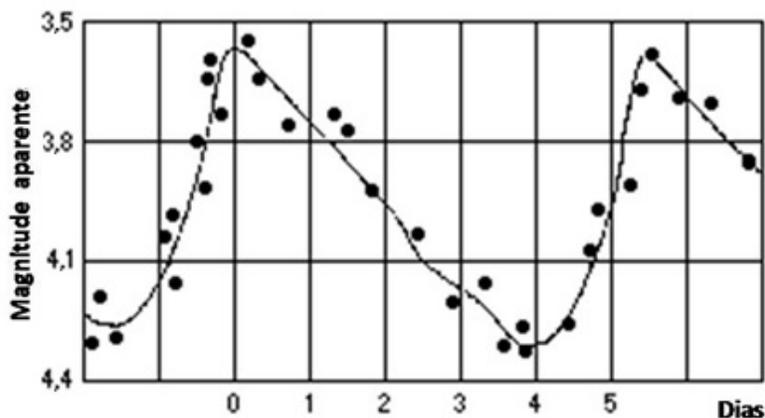


Figura 9.2 – Uma curva de luz real de Delta Cephei, feita a partir de estimativas visuais de vários observadores. (Crédito: ESO/AAVSO.)

A construção da curva de luz de uma estrela variável a partir de suas próprias estimativas de magnitude é a tarefa mais significativa que um observador pode realizar nesta área da Astronomia – e também a mais gratificante. Sua análise e interpretação serão poderosas ferramentas para a compreensão dos processos físicos que estão ocorrendo na estrela, bem como para determinar vários de seus parâmetros (como temperatura, luminosidade ou dimensões), seu estágio evolutivo, além de distância e muitas outras informações úteis. É isso o que praticaremos nos capítulos a seguir.

9.5 Classificação das estrelas variáveis

Com o crescimento exponencial do número de descobertas de variáveis nos últimos anos, era natural esperar que a sua classificação tradicional, vigente desde a primeira edição do GCVS em 1948, sofresse uma reavaliação que considerasse determinadas particularidades (até então desconhecidas) de novas estrelas, que iam sendo reveladas à medida que os descobrimentos se sucediam. Essa revisão da classificação se iniciou em 2009, a partir dos dados da quarta edição do GCVS (a última a ser impressa) e se estende a todas as estrelas que constam da versão atual (5.1) do GCVS, agora disponível exclusivamente em meio digital (SAMUS; DURLEVITCH, 2016). Também a partir dessa época, iniciou-se a interação entre o GCVS e o portal VSX, da AAVSO, que passou a adotar um sistema de nomenclatura similar (OTERO; WATSON; WILS, 2017).

Evidentemente, essa reclassificação não invalida a catalogação das estrelas já listadas anteriormente no esquema clássico; apenas as rearranja em certos casos, e cria subtipos e classes mistas antes inexistentes. Contudo, neste trabalho, não levaremos em conta *todas as subdivisões e classes mistas* discriminadas de forma extremamente

pormenorizada no sistema completo do GCVS/VSX, que inclui literalmente *várias centenas de subtipos* – o que seria totalmente inviável e desnecessário em nosso caso.

Optamos assim por descrever cada um dos vinte tipos mais importantes e numerosos das estrelas variáveis dos grupos intrínseco e extrínseco, agrupados segundo as classes definidas pelo critério adotado pelo GCVS/VSX (pulsantes, eruptivas, cataclísmicas, binárias eclipsantes e rotacionais). Não estão incluídas as variáveis observadas em raios X, pulsares e outros objetos fora do escopo deste trabalho. Nas descrições, procuramos não nos concentrar apenas na nomenclatura e no aspecto de suas curvas de luz, mas também associá-las às suas características físicas e evolutivas, através da posição de cada tipo no diagrama HR. O resultado está indicado na Figura 9.3.

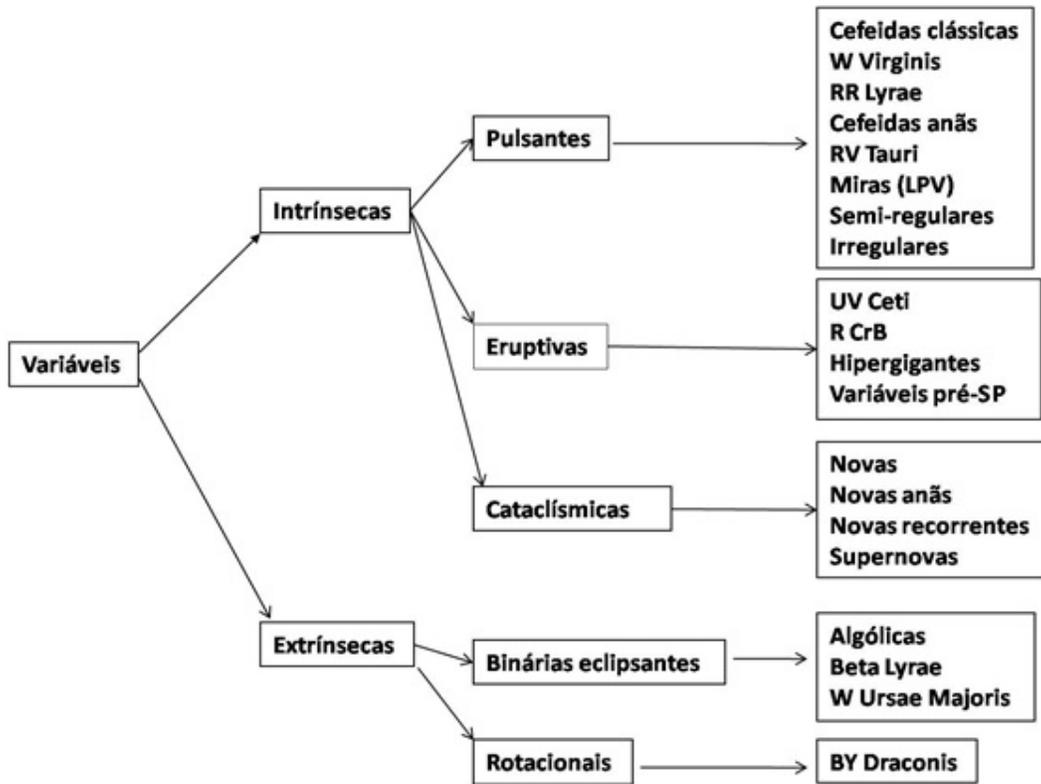


Figura 9.3 – Tipos principais de estrelas variáveis, segundo a nomenclatura adotada pelo GCVS/VSX. Os vinte tipos (à direita no diagrama) são agrupados em cinco classes, sendo três delas intrínsecas e duas extrínsecas.

Devemos notar ainda que, mesmo com a revisão da classificação do GCVS/VSX, as caracterizações dos tipos de variáveis encontradas nos tradicionais livros de referência sobre essas estrelas, como os de Percy (2007), Hoffmeister, Richter e Wenzel (1985), Strohmeier (1972), Campbell e Jacchia (1946) ou Payne-Gaposchkin (1964), não se tornaram incorretas de forma alguma. Assim, apesar de utilizarmos a nomenclatura adotada pelo GCVS/VSX como linha-mestra, usamos também a caracterização (em geral mais aprofundada) disponível naquelas obras, notadamente a mais recente e atualizada delas (PERCY, 2007).

Levando tudo isso em conta, a seguir estão descritos os principais tipos de estrelas variáveis, começando pelas variáveis intrínsecas (que representam cerca de 80% do total, pela base de dados do GCVS), seguidas pelas extrínsecas, que constituem os 20% restantes.

9.6 Tipos de variáveis intrínsecas

9.6.1 Variáveis pulsantes

Esta classe é constituída, de forma genérica, pelas estrelas que apresentam expansões e contrações periódicas das suas camadas superficiais. Essas *pulsações* são geralmente radiais (caso em que as estrelas permanecem esféricas), mas, eventualmente, podem ser também não-radiais (situação em que elas se desviam da esfericidade). De acordo com o período de pulsação, da massa e do estágio evolutivo da estrela, classificam-se os seguintes tipos principais de variáveis pulsantes:

9.6.1.1 Cefeidas clássicas

Nomeadas segundo o seu protótipo (a estrela Delta Cephei), estas são estrelas gigantes amarelas muito luminosas, que já deixaram a sequência principal e se concentram em uma região do diagrama HR conhecida como *faixa de instabilidade*. Seus tipos espectrais estão entre F, G e K, e suas classes de luminosidade, entre Ib e II; Elas pulsam radialmente com períodos entre 1 e 100 dias (na maior parte, até 60 dias) e sua amplitude de variação é da ordem de 0,5 a 2 magnitudes em média (PERCY, 2007; HOFFMEISTER; RICHTER; WENZEL, 1985). Apresentam extrema regularidade e precisão nas suas pulsações, de maneira que a amplitude e o período de cada estrela são perfeitamente reproduzidos de ciclo para ciclo nas curvas de luz (ver Figura 9.4).

As Cefeidas clássicas são estrelas da População I, encontradas tipicamente no disco galáctico (isoladamente ou em aglomerados abertos). Elas se constituem provavelmente na mais conhecida e importante classe de estrelas variáveis, por serem excelentes indicadores de distâncias astronômicas. Isso se deve ao fato de que todas apresentam uma relação direta e bem definida entre seus períodos e suas luminosidades. Essa correlação, denominada “Relação Período-Luminosidade”, ou “Relação P-L”) foi descoberta por Henrietta Leavitt em 1912 e, em termos genéricos, indica que quanto mais longo for o período, mais luminosa é a Cefeida⁹.

⁹ Devido à extrema importância da relação período-luminosidade para a determinação de distâncias astronômicas (citando apenas um exemplo, foi graças a ela que conhecemos as distâncias das galáxias e a expansão e idade do Universo), ela será tratada à parte no último capítulo deste trabalho.

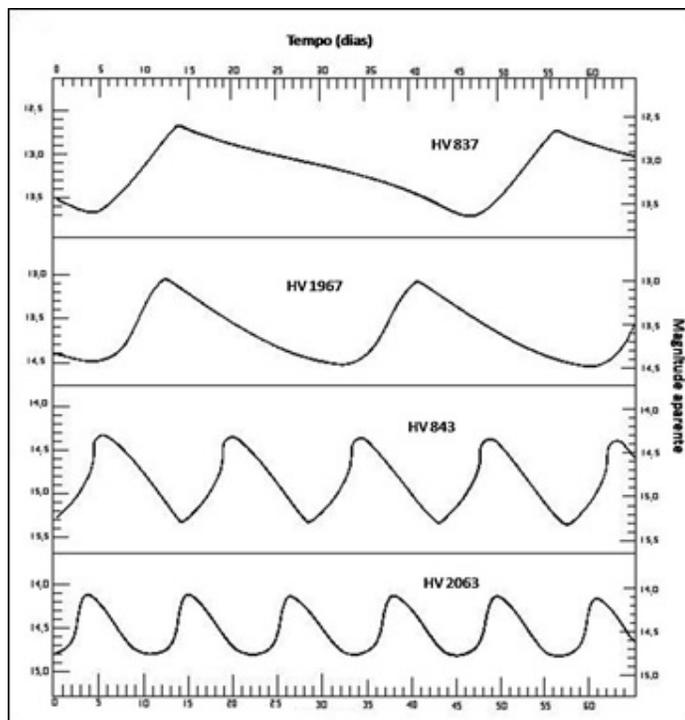


Figura 9.4 – Curvas de luz de quatro diferentes Cefeidas clássicas. Notar a perfeita reprodutibilidade de ciclo para ciclo. (Crédito: University of Cambridge, Educational Outreach.)

9.6.1.2 Estrelas tipo W Virginis

Nomeadas segundo o seu protótipo (W Virginis), estas estrelas às vezes são também chamadas “Cefeidas da População II”, pelo fato de possuírem algumas similaridades aparentes com as Cefeidas clássicas: elas são também amarelas e pulsam de forma regular, com períodos (1 a 35 dias) e amplitudes (0,5 a 1 magnitudes) da mesma ordem de grandeza que as Cefeidas clássicas; as curvas de luz têm também aspectos assemelhados. Isso levou os astrônomos do início do século XX a confundir os dois tipos de estrelas. Sabemos hoje, no entanto, que as semelhanças terminam por aí: as W Virginis não são estrelas jovens e massivas como as Cefeidas clássicas, e seu estágio evolutivo é completamente diferente do daquelas. As W Virginis são estrelas antigas, menos luminosas, de baixa massa, e pertencem à População II (portanto localizadas no halo da Galáxia, sendo algumas delas nos aglomerados globulares). Menos numerosas que as Cefeidas clássicas, segundo Percy (2007) elas poderiam ser consideradas “fósseis” da primeira geração de estrelas da Via Láctea. Por fim, embora as W Virginis também mostrem uma correlação entre seus períodos e luminosidades, esta é diferente da relação P-L de Leavitt¹⁰: para valores equivalentes do período, as W Virginis são 1 a 2 magnitudes mais apagadas que as clássicas (o que, juntamente com a

¹⁰ Por esse motivo, as estimativas de distância feitas até a década de 1950 usando a relação P-L de Leavitt sem considerar a diferença entre as estrelas dos dois grupos produziam resultados errôneos. Edwin Hubble, por exemplo, desconhecendo esse fato, estimou a distância da galáxia de Andrômeda em 1925, encontrando 900.000 anos-luz; o valor atual é de cerca de 2.500.000 anos-luz.

dificuldade maior em localizá-las, reduz sua importância como indicadores de distância). Ver Figura 9.5.

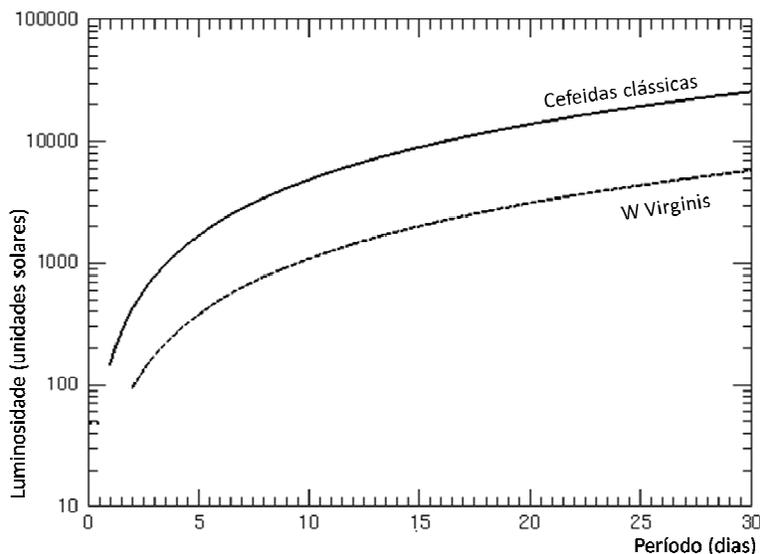


Figura 9.5 – Relação período-luminosidade (P-L) para as Cefeidas clássicas (relação de Leavitt), comparada com a relação P-L para as estrelas W Virginis. (Crédito: STROBEL, 2013.)

9.6.1.3 Estrelas tipo RR Lyrae

As estrelas deste grupo são gigantes dos tipos espectrais A e F que pulsam radialmente com períodos muito curtos (da ordem de um dia apenas) e amplitudes abaixo de 2 magnitudes. O formato das curvas de luz é assemelhado ao das Cefeidas (Figura 9.6). Todas as RR Lyrae apresentam magnitudes absolutas de cerca de +0,5. A maior parte dessas estrelas pertence à População II e se situa no halo da Galáxia, principalmente nos aglomerados globulares, onde elas existem em grande número (por esse motivo, são também conhecidas como “variáveis dos aglomerados”). Do ponto de vista evolutivo, elas se concentram no *ramo horizontal* do diagrama HR, o que significa que já ultrapassaram a sequência principal e consumiram todo o hidrogênio de seus núcleos, nos quais agora o hélio está sendo convertido em carbono. No ramo horizontal do diagrama HR, a luminosidade é aproximadamente constante – o que explica a homogeneidade nas suas magnitudes absolutas. Isso é significativo, pois elas podem servir assim como indicadores de distância, principalmente dos aglomerados globulares, o que tem sido de grande utilidade para o mapeamento da estrutura da Galáxia.

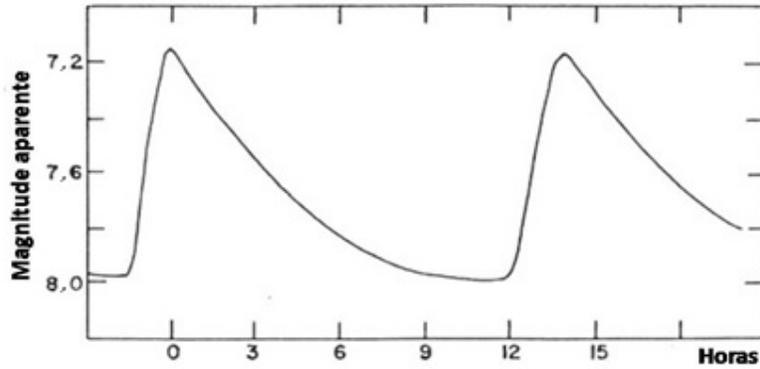


Figura 9.6 – Curva de luz da estrela RR Lyrae, protótipo desta classe. Seu período é de 13,6 horas, e sua amplitude, de cerca de 1,1 magnitude (GCVS). (Crédito: KALER, 2017.)

9.6.1.4 Cefeidas anãs

A existência de um pequeno grupo de Cefeidas com períodos de pulsação extremamente curtos (algumas horas apenas) é conhecida desde a década de 1930, a partir dos trabalhos de Cuno Hoffmeister. Inicialmente denominadas genericamente “Cefeidas anãs”, foram posteriormente divididas em dois subgrupos segundo sua população estelar. O primeiro subgrupo foi nomeado segundo seu protótipo: a estrela Delta Scuti. Estas são estrelas da População I e dos tipos espectrais A ou F, com temperaturas efetivas entre 7000 e 8500 K e massas entre 1,5 e 2,5 massas solares. Suas amplitudes de variação são pequenas (entre 0,003 e 0,3 magnitude), bem como seus períodos (entre 0,04 e 0,2 dia). No diagrama H-R, elas estão próximas à sequência principal, em uma extensão da faixa de instabilidade abaixo das Cefeidas clássicas. Muitas delas apresentam períodos secundários ou múltiplos.

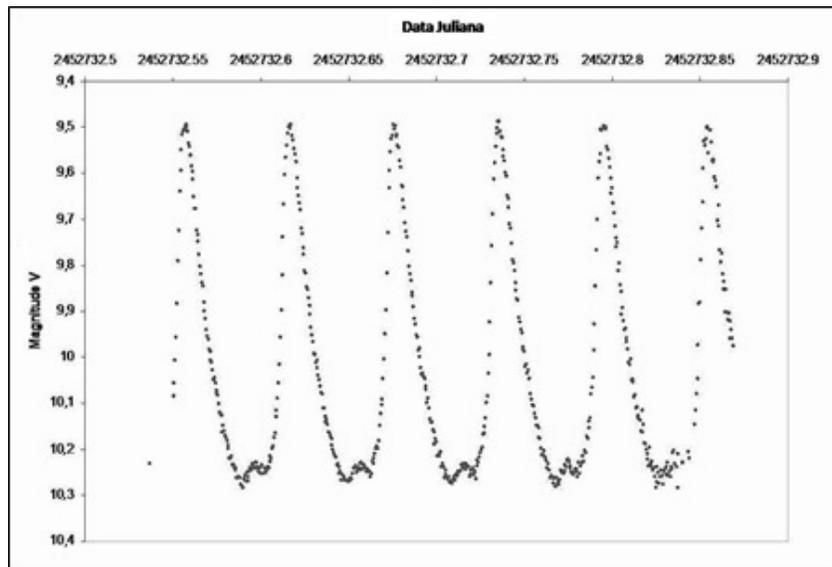


Figura 9.7 – Curva de luz da Cefeida anã KZ Hydrae, pertencente à subclasse SX Phoenicis. Seu período é extremamente curto (apenas 1,43 hora) e sua amplitude é de 0,8 magnitude. (Crédito: NAPOLEÃO, 2003.)

O segundo subgrupo, mais raro (Figura 9.7), segue o nome de seu protótipo, a estrela SX Phoenicis, e é constituído por estrelas da População II, estando assim situadas no halo da Galáxia, isoladas ou nos aglomerados globulares. As estrelas SX Phoenicis têm os períodos mais curtos entre todas as pulsantes: desde 0,04 dia até 0,08 dia. A amplitude é maior do que nas Delta Scuti e atinge até 0,8 magnitude. Várias delas também apresentam períodos secundários superpostos. Especula-se que pelo menos a maior parte delas possam ser binárias. Modernamente, os dois subgrupos costumam ser também chamados de “Cefeidas de períodos ultracurtos”.

9.6.1.5 Estrelas tipo RV Tauri

São estrelas supergigantes de cor amarelo-alaranjada, com tipos espectrais F-G nos máximos e K-M nos mínimos. Suas curvas de luz (Figura 9.8) não são regulares, e se caracterizam pela presença de mínimos alternados com intensidades diferentes (um “primário” mais profundo e outro “secundário” mais raso). Ambos podem variar em profundidade com o tempo, de tal forma que, depois de vários ciclos, o mínimo primário pode se transformar no secundário e vice-versa. A amplitude de variação pode chegar a 3 a 4 magnitudes, podendo variar de ciclo para ciclo. O período formal (medido entre dois mínimos primários consecutivos) se situa geralmente entre 30 e 150 dias, mas também pode sofrer alterações. As RV Tauri formam uma categoria heterogênea e ainda não muito bem compreendida: no diagrama HR, muitas delas estão localizadas na (ou próximo da) região AGB, sugerindo que possam estar na fase de transição final de uma supergigante AGB para uma anã branca.

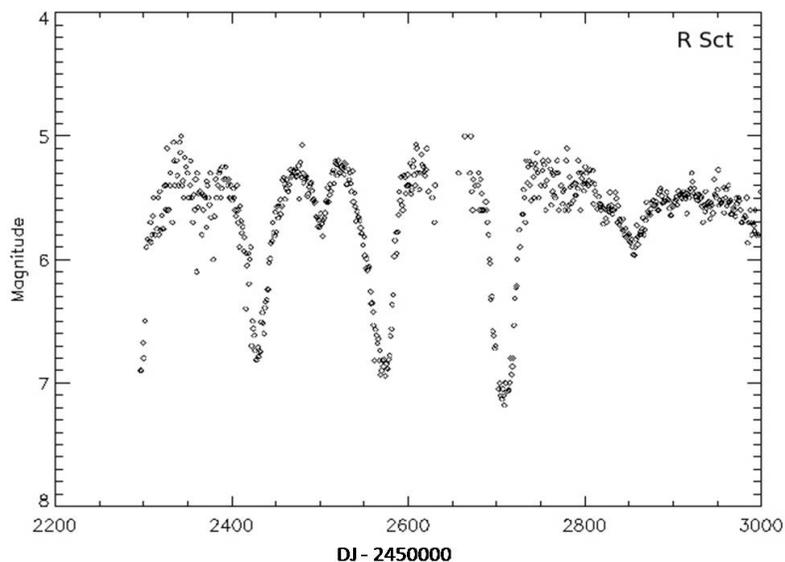


Figura 9.8 – Curva de luz de R Scuti, a estrela mais brilhante do tipo RV Tauri. Seu período formal é de 146,5 dias e sua amplitude de variação, de 4,4 magnitudes (GCVS).
(Crédito: AAVSO.)

9.6.1.6 Variáveis vermelhas: as Miras

As variáveis pulsantes vermelhas formam o tipo mais numeroso entre todas as estrelas variáveis. Todas são gigantes ou supergigantes, localizadas no diagrama HR nas regiões RGB ou AGB – ou seja, no estágio em que elas esgotaram o hidrogênio de seus núcleos e deixaram a sequência principal, atravessando uma fase de instabilidades à medida que se expandem e esfriam. Muitos autores acreditam que virtualmente *todas* as estrelas da região superior direita do diagrama HR principal são variáveis (PERCY, 2007). Historicamente, a distinção entre os tipos de variáveis vermelhas tem sido feita com base nos seus períodos, amplitudes e regularidade da curva de luz. Quanto maior e mais fria a estrela, maiores são o seu período e a sua amplitude de variação, bem como a regularidade (relativa) de suas pulsações. Dessa forma, em geral se definem ao menos dois subgrupos de variáveis vermelhas, entre os quais as diferenças são bastante sutis: as Miras (nomeadas de acordo com seu protótipo, Mira Ceti) e as semi-regulares e irregulares vermelhas.

As Miras, às vezes também chamadas variáveis de longo período, são estrelas gigantes vermelhas dos tipos espectrais M, N, R, S e, de forma geral, as mais frias entre todas (temperaturas efetivas entre 3000 e 3500 K). Seus períodos são muito longos: segundo o GCVS, entre 80 e 1000 dias genericamente, porém em sua maioria entre 150 e 450 dias. Suas amplitudes são também grandes, em geral entre 2,5 e 11 magnitudes. Tanto o período como a amplitude não se reproduzem precisamente de ciclo para ciclo (como ocorre com as Cefeidas). Ao contrário, existem variações de natureza aperiódica tanto na amplitude como no período. As Miras são estrelas já bastante evoluídas (já passaram a sequência principal e o flash de hélio, tendo agora um núcleo de carbono). Elas possuem dimensões impressionantes: se colocadas em lugar do Sol, a maior parte delas englobaria as órbitas dos planetas Mercúrio, Vênus e Terra (e, em casos extremos, também Marte). Combinadas, essas características das Miras as convertem nos alvos perfeitos para os observadores visuais, em especial os iniciantes. A própria Mira Ceti tem sido observada por mais de um século pelos membros da AAVSO (HOFFLEIT, 1997). A Figura 9.9 mostra uma curva de luz recente de Mira Ceti, entre 2011 e 2017.

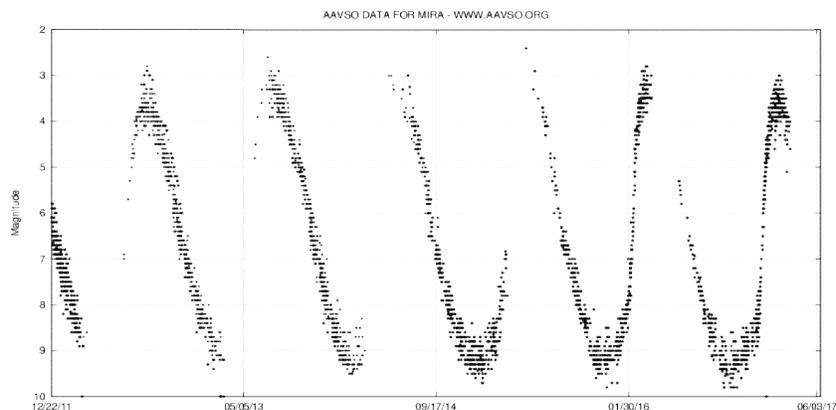


Figura 9.9 – Curva de luz de Mira Ceti entre os anos de 2011 e 2017. Notar as pequenas variações nos máximos e no período, de ciclo para ciclo. (Crédito: AAVSO.)

Já na Figura 9.10 é vista a curva de luz histórica de Mira, desde 1850 até 2010, na qual as variações na amplitude e no período são ainda mais evidentes.

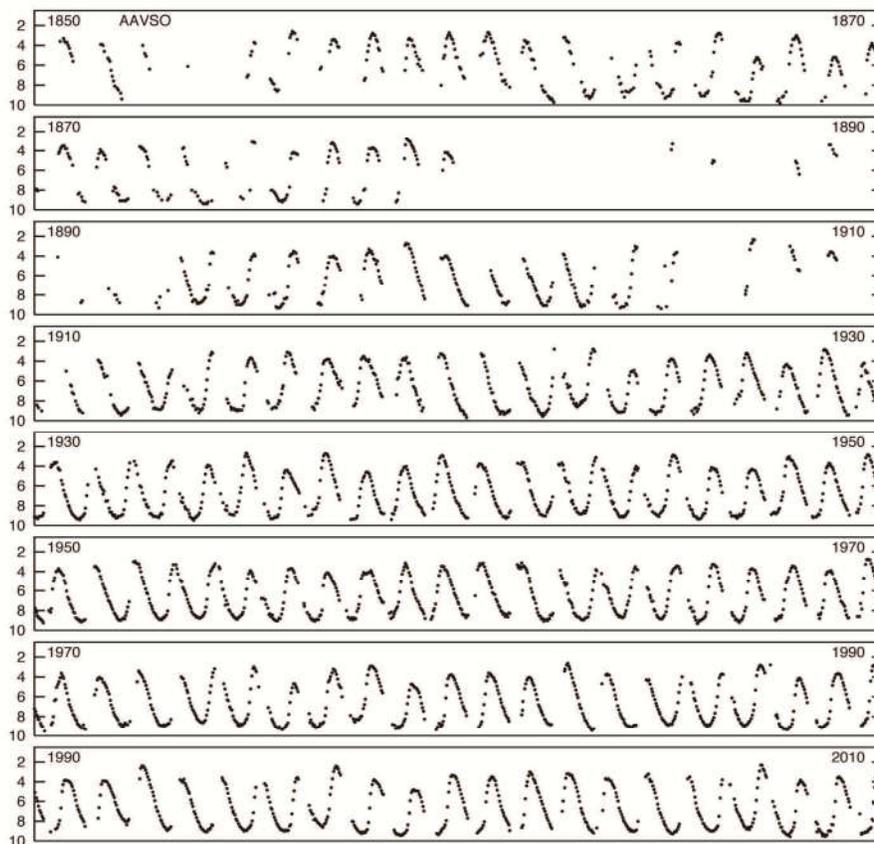


Figura 9.10 – Curva de luz histórica de Mira Ceti. Entre 1850 e 2010, o período médio foi de 332 dias. Também em média, os máximos e mínimos foram de 3,5 e 9 magnitudes respectivamente, mas em ciclos individuais esses valores foram bem maiores ou menores. (Crédito: AAVSO.)

9.6.1.7 Variáveis vermelhas semi-regulares e irregulares.

Este tipo, como era de se esperar, tem características físicas algo parecidas com as das Miras – mas não exatamente as mesmas. Os tipos espectrais são semelhantes. Mas aqui temos, principalmente, estrelas gigantes na fase RGB do diagrama HR. As semi-regulares e irregulares são pouco mais quentes que as Miras, e tanto seus períodos (quando definidos) como as suas amplitudes são, de forma genérica, menores que os das Miras. Porém, talvez a característica mais marcante nas suas curvas de luz seja o grau de irregularidade de ciclo para ciclo. De acordo com esse grau, distinguem-se alguns subtipos entre essas estrelas, em uma sequência cada vez maior de irregularidade: as SRA (que ainda apresentam uma periodicidade perceptível na curva de luz, porém com amplitudes menores que as das Miras), as SRB (em que a periodicidade é muito difícil de discernir) e as irregulares (classificadas pelo GCVS como “tipos LA ou LB”), que variam de forma muito lenta e sem periodicidade alguma.

As amplitudes também são gradualmente menores, porém as fronteiras entre um subtipo e outro nem sempre são fáceis de definir.

Finalmente, existem, nesta classe geral, dois subtipos mais raros que são supergigantes (e não gigantes) vermelhas: o GCVS as indica como SRC e LC. Analogamente, as SRC ainda apresentam uma sutil periodicidade, enquanto as LC são totalmente irregulares. Ao contrário das Miras (supergigantes maduras, cuja massa é da ordem da solar), as estrelas SRC são supergigantes jovens e muito massivas (da ordem de dezenas de massas solares). O exemplo mais típico é Betelgeuse (Alfa da constelação de Orion), a mais brilhante estrela variável que podemos observar no céu. De cor vermelha intensa e visível mesmo sob a poluição luminosa das grandes cidades, Betelgeuse (Figura 9.11) será objeto de uma das nossas primeiras práticas de observação, no próximo capítulo.

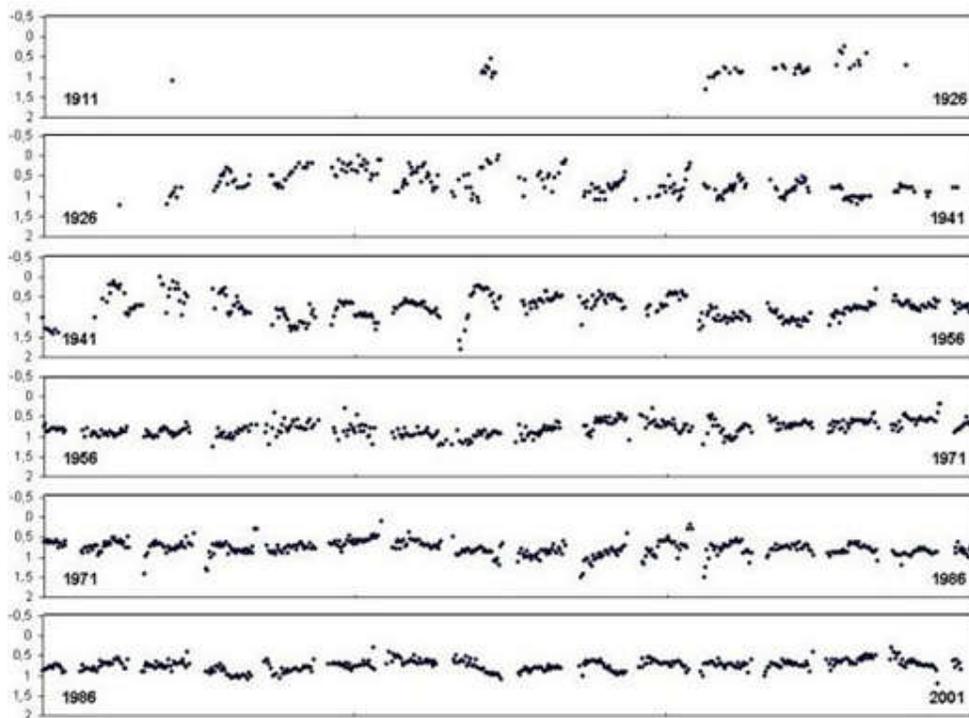


Figura 9.11 – Curva de luz histórica de uma estrela SRC (Betelgeuse) entre 1911 e 2001. Compare-a com a curva de luz de Mira Ceti (Fig. 9.9), e note que Betelgeuse não apresenta período tão definido como Mira, além de ter amplitude de variação bem menor. (Crédito: AAVSO.)

9.6.2 Variáveis eruptivas

Esta é uma classe bastante heterogênea, que consiste em estrelas de características e estágios evolutivos totalmente diferentes, porém que têm em comum apenas o fato de apresentarem erupções em suas fotosferas – geralmente aperiódicas e imprevisíveis, e por diferentes motivos. Vamos estudar, portanto, cada tipo conforme suas próprias peculiaridades.

9.6.2.1 Estrelas tipo UV Ceti (ou estrelas “flare”)

Estas são estrelas anãs vermelhas apagadas das classes espectrais K e M, nas quais ocorrem, de forma imprevisível, “flares” (erupções) semelhantes às que encontramos no Sol, mas de intensidade proporcionalmente muito maior; isso provavelmente se deve ao fato de que todas essas estrelas anãs vermelhas possuem estruturas internas totalmente convectivas. A duração total dos flares é tipicamente de minutos, e a estrela volta ao estado quiescente depois da erupção. A amplitude, na maior parte dos casos, é de décimos de magnitude, podendo chegar a algumas magnitudes em casos raros. Como são muito energéticos, os flares podem ser melhor observados em raios gama e raios X, por telescópios em órbita terrestre; embora a observação visual do aumento de brilho gerado por um flare dessas estrelas não seja de todo impossível, dá-se preferência ao monitoramento através de técnicas de fotometria fotoelétrica ou CCD, muitíssimo mais eficientes nesse caso (Figura 9.12). As estrelas UV Ceti, como todas as anãs vermelhas, se encontram na região inferior direita da sequência principal do diagrama HR.

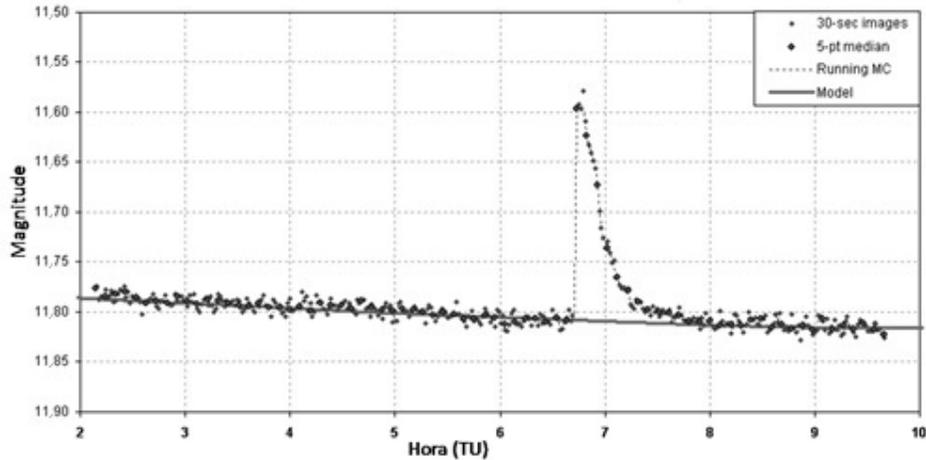


Figura 9.12 – Flare observado na anã vermelha GSC 02265:00068 pelo astrônomo amador Bruce Gary (Arizona, USA) às 6h43m TU de 15 de outubro de 2007. Telescópio de 14 polegadas com câmera CCD ST-10XME. O flare foi abrupto (< 30 s) e atingiu 0,34 magnitude, voltando ao normal em 12 minutos. (Crédito: Bruce Gary.)

9.6.2.2 Estrelas tipo RCrB (R Coranae Borealis)

Estas são estrelas relativamente raras: supergigantes amarelas das classes espectrais F ou G, com uma característica muito incomum: uma grande abundância de carbono e de hélio, acompanhada de uma deficiência de hidrogênio na sua composição química. Seu comportamento e suas curvas de luz são também peculiares: elas permanecem em seu brilho máximo por longos intervalos de tempo: anos ou mesmo décadas. Então, bruscamente, seu brilho *diminui* por várias magnitudes, de forma totalmente imprevisível. A queda de brilho pode atingir até dez magnitudes, em alguns casos. Em seguida, a estrela se recupera lentamente até voltar ao brilho habitual, onde

permanecerá até que uma nova “crise” se inicie (Figura 9.13). A aparência das curvas de luz justifica o apelido jocoso de “novas ao contrário” que foi dado a essas estrelas, apesar de não existir nenhuma similaridade entre os mecanismos de erupção das estrelas RCrB e os das novas. Não se sabe ao certo a razão pela qual as estrelas deste tipo possuem uma composição química tão singular: alguns acreditam que elas sejam resultados da fusão de duas anãs brancas (uma rica em hélio, a outra em carbono), mas a verdade é que não há nenhuma evidência observacional dessa hipótese. Já quanto ao mecanismo da queda de brilho, imagina-se que o carbono existente na estrela forme de tempos em tempos uma espécie de “nuvem” densa de partículas de carbono amorfo (como uma espécie de “fuligem”) que é ejetada para fora da estrela e envolve completamente a sua fotosfera. À medida que o envoltório de “fuligem” se dissipa, a fotosfera volta a ser visível e a estrela retorna ao seu brilho normal. Embora esse mecanismo aparente seja razoável, também não há evidências que seja real. A existência das estrelas RCrB e a razão de suas “crises” continuam a ser um enigma para os astrônomos.

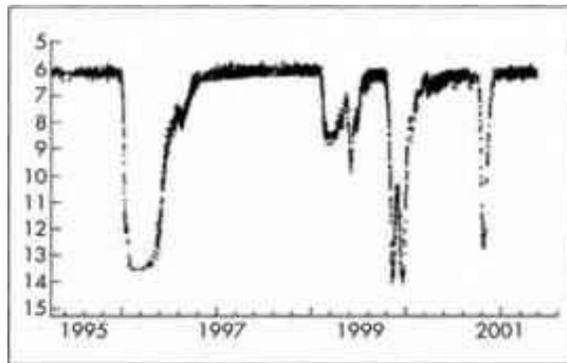


Figura 9.13 – Curva de luz de R Coronae Borealis entre 1995 e 2001. Três “crises” mais profundas e uma menos intensa aconteceram nesse período. Quando isso ocorre, a estrela desaparece completamente à vista desarmada. (Crédito: AAVSO.)

9.6.2.3 Estrelas variáveis hipergigantes

As hipergigantes¹¹ são as mais massivas e luminosas estrelas conhecidas (da ordem de centenas de milhares de vezes a luminosidade solar). Já vimos no capítulo 8 (item 8.2.3) que, pelo conceito de função de massa inicial, o número de estrelas de alta massa formadas em cada “ninhada” de estrelas recém-nascidas é muito menor que o daquelas de baixa massa. Portanto, não é estranho que as hipergigantes sejam estrelas extremamente raras na Galáxia. Porém, em virtude de sua enorme luminosidade, elas são fáceis de ser localizadas, até mesmo em outras galáxias. Na verdade, elas são tão luminosas que se tornam instáveis pela ação de sua própria (e monumental) pressão de radiação, que pode mesmo superar a ação da gravidade e romper o equilíbrio

¹¹ Em 1956, Feast e Thackeray propuseram o termo *super-supergigantes* (logo depois modificado para “*hipergigantes*” por Van Genderen) para designar as estrelas cuja magnitude absoluta é mais brilhante que -7. Outra definição foi proposta por Keenan em 1971, aplicando o termo para designar as supergigantes nas quais a linha H α mostra uma ou mais componentes largas em emissão – o que indica uma extensa atmosfera estelar ou uma taxa de perda de massa relativamente alta.

hidrostático que sustenta a estrela. Costuma-se dizer que essas estrelas estão no *limite de Eddington*¹², ou até acima dele (Figura 9.14). Quando este é superado, a estrela entra em um processo de pulsação caótica (inclusive de modo não-radial) e sua pressão de radiação produz ventos estelares fortíssimos que, combinados aos pulsos, acabam por ejetar para o espaço grandes quantidades do material da atmosfera da estrela. Nessas condições extremas, a estrela se torna variável e perde massa em quantidades assombrosas (da ordem de uma massa solar por ano), o que pode eventualmente resultar também em erupções colossais (conhecidas pela expressão inglesa “*supernova impostors*”).

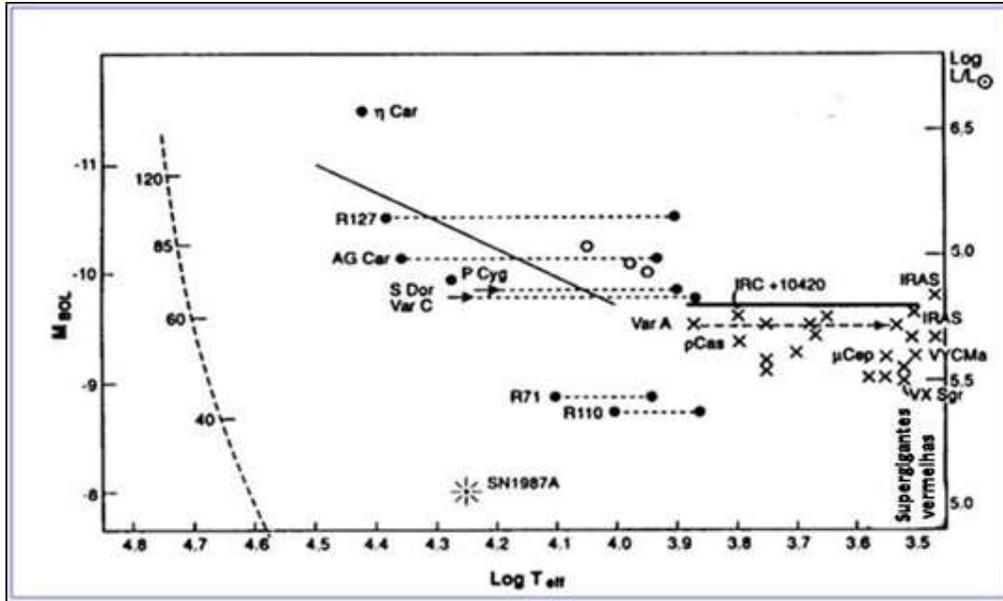


Figura 9.14 – A região das LBV no diagrama HR. A linha curva à esquerda é o topo da sequência principal; os valores sobre ela indicam a massa em unidades solares. O limite de estabilidade é representado pela linha sólida na diagonal. Os círculos negros indicam as LBVs; os “x”, outras hipergigantes. (Adaptado de HUMPHREYS; DAVIDSON, 1994.)

A maior parte dessas estrelas hipergigantes é azul, e por isso elas costumam ser chamadas de “*luminous blue variables*” (LBV), ou seja, variáveis luminosas azuis. Todas são estrelas supermassivas evoluídas, que inevitavelmente terminarão seus dias como uma supernova (GROH; MEYNET; EKSTRÖM, 2013). Tradicionalmente, o paradigma das LBV é considerado a estrela S Doradus, uma estrela superluminosa localizada na Grande Nuvem de Magalhães. Mas S Doradus, apesar de apresentar as características típicas de uma LBV, não é uma *supernova impostor* (ao menos até o momento). Apenas duas estrelas na Via Láctea merecem esse título (ou seja, sofreram gigantescas erupções bem documentadas): P Cygni (no século XVI) e Eta Carinae (no século XIX). Esta última, curiosamente, com uma história que tem vínculos com o Brasil.

¹² Esse limite, calculado pelo astrofísico inglês Arthur Stanley Eddington (1882-1944), representa a maior luminosidade que uma estrela com uma determinada massa pode ter e ainda manter sua estabilidade – ou seja, o equilíbrio hidrostático.

Eta Carinae, provavelmente em razão de sua posição muito austral, só teve a sua variabilidade notada pelo naturalista inglês William John Burchell (1781-1863), durante uma viagem ao Brasil. Observando a estrela em São Paulo, em fevereiro de 1827, ele avaliou seu brilho como de primeira magnitude; e, em Goiás, em fevereiro de 1828, como de “pelo menos segunda magnitude” (MORAES, 1955). Burchell comunicou sua descoberta a Manuel Johnson, em Oxford, que repassou a notícia a John Herschel, então na África do Sul. Herschel viria a consolidar as observações de Eta Carinae nos anos seguintes, abrangendo inclusive a grande erupção iniciada em 1837 e que teve seu máximo em 1843, quando a estrela atingiu magnitude -1: um brilho quase igual ao de Sirius, a estrela mais brilhante do céu. Nas décadas seguintes, ela decaiu de brilho lentamente, recuperando-se apenas parcialmente no século XX; hoje, brilha como uma estrela de quarta magnitude, mas seu brilho continua aumentando gradualmente. Sua curva de luz histórica é vista na Figura 9.15.

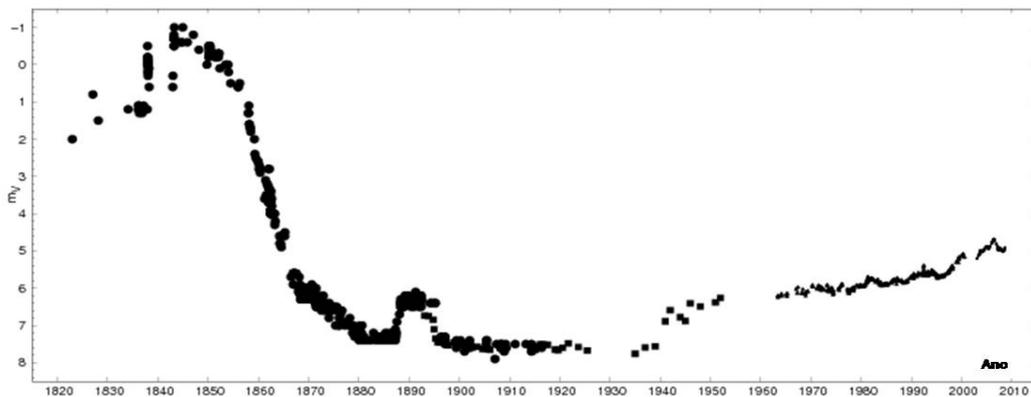


Figura 9.15 – Curva de luz histórica de Eta Carinae. Notar a Grande Erupção, ocorrida em 1843, e uma erupção secundária ocorrida em 1890. (Crédito: FERNÁNDEZ-LAJÚS et al., 2009.)

Eta Carinae possui também um período espectroscópico preciso de 5,5 anos, descoberto pelo astrônomo brasileiro Augusto Daminieli (DAMINELI, 1996), que o explicou como resultante de binariedade da estrela – hipótese que seria confirmada poucos anos após (DAMINELI et al., 2000). As duas componentes são muito massivas; a cada 5,5 anos, elas atingem o periastro (máxima aproximação) da sua órbita elíptica, situação em que os fortíssimos ventos estelares se chocam; isso explica o ciclo espectroscópico, o desaparecimento de certas linhas espectrais e as intensas emissões em raios X provenientes da estrela.

9.6.2.4 Variáveis pré-sequência principal

Todas estas estrelas são muito jovens, ainda em seu processo de formação. Elas se encontram em vias de atingir a sequência principal do diagrama HR, fase em que apresentam episódios frequentes de instabilidade. Por isso exibem variações irregulares em seu brilho, tanto na região da luz visível como em outros comprimentos de onda. O GCVS as nomeia de forma genérica como “variáveis Orion”, em virtude de um grande número delas ser encontrado em uma gigantesca associação de estrelas

jovens e nebulosidades situada na constelação de Orion. Dentre elas são listados muitos subtipos, dos quais os mais importantes são as “estrelas T Tauri” (que possuem massas de duas massas solares ou menos) ou “estrelas Ae/Be de Herbig” (cujas massas são maiores que esse limite). Ambas são uma espécie de transição entre as protoestrelas e as estrelas estáveis da sequência principal, e suas características são as variações irregulares de brilho (com amplitudes em geral de até 3 magnitudes), baixa luminosidade, tipos espectrais entre F e K (nas T Tauri) e A e B (nas estrelas de Herbig) e a presença de discos circunstelares de acreção de matéria e nebulosidades densas de gás e poeira envolvendo a estrela. As variações de brilho (Figura 9.16) se devem a fatores relacionados ao processo de formação estelar, tais como instabilidades no disco de acreção, erupções na fotosfera da estrela ou a passagem das nuvens de gás e poeira em torno dela.

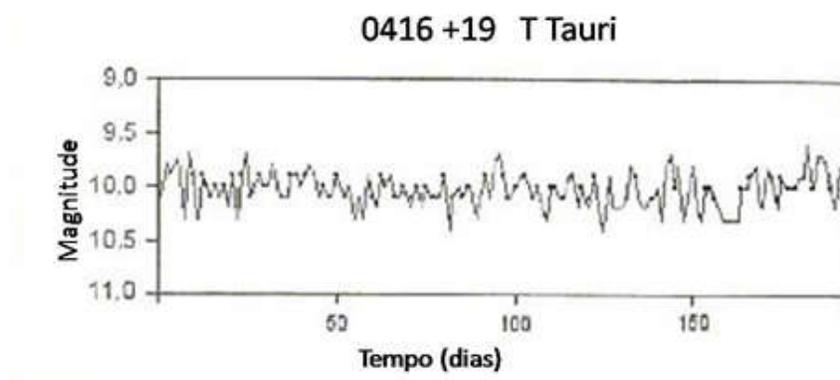


Figura 9.16 – Curva de luz da estrela pré-sequência principal T Tauri, mostrando variações irregulares de magnitude durante 200 dias. (Crédito: AAVSO.)

9.6.3 Variáveis cataclísmicas

Aqui se encontram as variáveis explosivas (novas e supernovas) – exatamente aquelas que foram as primeiras estrelas variáveis a serem descobertas, por apresentarem uma enorme variação de brilho de forma súbita. Antes da explosão, as estrelas progenitoras eram normalmente muito apagadas, invisíveis a olho nu, de forma que, aos olhos dos observadores antigos, era como se aparecesse uma “estrela nova” em um ponto do céu onde nada existia antes. A designação “nova”, portanto, é milenar, e abrangia, até o século XX, todas as estrelas que pareciam surgir do nada no céu. Apenas em 1934 é que Walter Baade e Fritz Zwicky criariam o termo “supernovas”, e fariam a distinção entre elas e as “novas” tradicionais. Essa distinção era indispensável, pois as características físicas, os mecanismos de explosão (e suas consequências) são totalmente diferentes para os dois grupos. E, se é fato que nos dois casos há explosões envolvidas, nas supernovas elas são imensamente mais energéticas do que nas novas.

9.6.3.1 Supernovas (SN)

O termo “supernova” pode dar a impressão de que estamos falando de uma estrela jovem ou até recém-nascida. Nada mais incorreto: uma supernova é um evento que ocorre justamente *nos estágios finais* dos ciclos de vida de determinadas estrelas, que são destruídas em uma colossal explosão – que, ao ser observada da Terra, pode ser percebida como uma nova e brilhante estrela no céu, que após alguns meses ou anos gradualmente se apaga. A explosão de uma supernova é um dos mais energéticos eventos do Universo: a estrela progenitora se abrilhanta bruscamente por um fator de vinte magnitudes ou mais (o que significa um aumento de brilho da ordem de cem milhões de vezes ou mais). Uma única supernova pode, durante um curto período de tempo, se tornar mais brilhante que a própria galáxia em que ela se encontra.

Na Tabela 9.3 estão listadas as cinco supernovas que explodiram na Via Láctea no último milênio e que possuem registros históricos confirmados, segundo Green e Stephenson (2003). Uma sexta teria ocorrida em Cassiopeia entre 1660 e 1680, mas nunca chegou a ser observada: só sabemos que ela existiu porque seus restos, sob a forma de emissões em rádio, foram descobertos no século XX.

Ano	Constelação	m	Duração	Observações confirmadas
1006	Lupus	-9	3 anos	China, Japão, países árabes
1054	Taurus	-1	21 meses	China, Japão, países árabes (Nebulosa do Caranguejo)
1181	Cassiopeia	0	6 meses	China, Japão
1572	Cassiopeia	-4	18 meses	China, Coreia, Europa (Supernova de Tycho)
1604	Ophiucus	-3	12 meses	China, Coreia, Europa (Supernova de Kepler)

Tabela 9.3 – “Supernovas históricas” (observadas na Via Láctea no último milênio). A coluna **m** indica a magnitude aparente da SN no brilho máximo. (Crédito: GREEN; STEPHENSON, 2003.)

Cinco supernovas apenas em mil anos parece ser muito pouco para a Via Láctea: os estudos estatísticos demonstram que a taxa de ocorrência de supernovas em galáxias semelhantes é da ordem de duas supernovas por século (TAMMANN; LÖFFLER; SCHRÖDER, 1997). Por que não foram vistas? Acredita-se hoje que sua observação tenha sido prejudicada por nossa própria posição na Galáxia: a forte absorção interestelar existente na direção do disco galáctico (onde elas são mais frequentes) teria obstruído a visão das outras SN.

Fritz Zwicky (1898-1974) e Walter Baade (1893-1960), calculando a energia emitida pela explosão de uma estrela na galáxia de Andrômeda em 1885, perceberam que ela era diferente das “novas” conhecidas até então, chegando à conclusão de que ela era um fenômeno de outra natureza, muito mais energético (BAADE; ZWICKY, 1934). Eles deduziram que “o fenômeno das supernovas representa a transição de uma estrela comum para um corpo de massa consideravelmente menor” (op. cit, p. 258), e foram os primeiros a associar as SN a estrelas na fase final de seu ciclo de vida. Zwicky começou então a se dedicar à busca de SN em outras galáxias, onde era possível detectá-las por sua grande luminosidade. Ele e seus colaboradores fizeram isso por mais de 30 anos, usando técnicas fotográficas e descobrindo mais de 250 supernovas.

Desde fins do século XX, a busca de SN extragalácticas passou a ser feita através de telescópios robóticos por algumas dezenas de grupos profissionais e amadores em todo o mundo¹³ - inclusive, no Brasil, pela equipe BRASS (Brazilian Supernovae Search), da qual o autor faz parte e que descobriu quinze SN entre 2004 e 2009 (Figura 9.17).

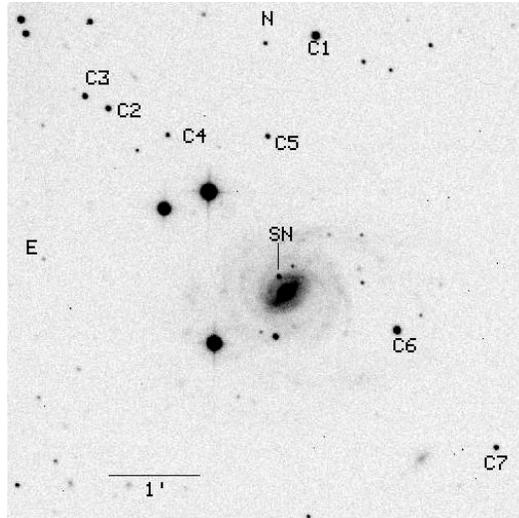


Figura 9.17 – Supernova 2004ew, descoberta em 8/12/2004 pelo grupo brasileiro BRASS na galáxia espiral ESO 153-G17, à distância de 93 Mpc (303 milhões de anos-luz); sua luminosidade era 500 milhões de vezes a solar. Os pontos C1 a C6 são estrelas de comparação usadas para medir a magnitude da SN. (Créditos do autor e do Carnegie Supernova Project.)

Desde os primeiros resultados do grupo de Zwicky, ficou evidente que a liberação total de energia (*apenas sob a forma de fótons*) nas explosões de supernovas podia alcançar 10^{49} ergs. Somente nos instantes da explosão, a luminosidade na região da luz visível era de cerca de 10^{43} ergs/s: o equivalente a um bilhão de estrelas com a luminosidade solar. Posteriormente se descobriria que essa energia liberada sob forma de fótons é *apenas uma pequena fração da energia total emitida por uma supernova*.

A primeira classificação das SN foi feita pelo aspecto de seus espectros perto do máximo brilho. Havia dois tipos distintos de espectros de supernovas. Um deles não apresentava linhas de hidrogênio. No outro, essas linhas apareciam fortes e bem definidas. O primeiro tipo foi denominado Tipo I; o segundo, Tipo II. Posteriormente, notou-se que quase todas as SN Tipo I possuíam linhas de silício, mas algumas poucas não. Por isso, subdividiu-se o Tipo I em Tipo Ia (as que têm linhas de silício), deixando os Tipos Ib e Ic para as SN que não as possuem. Assim, as classes mais comuns de supernovas são de longe as SN Tipo Ia e Tipo II. Essa classificação permanece até hoje.

Em seguida, procurou-se construir as curvas de luz de todas as SN descobertas. Concluiu-se que as SN Tipo Ia formavam um grupo muito homogêneo (suas curvas de luz eram praticamente iguais). Elas eram também mais luminosas na região da luz

¹³ O uso dessa tecnologia aumentou exponencialmente o ritmo de descobertas de SN extragalácticas: até fins de 2015, já eram mais de 6500. Ver em: <<http://www.cbat.eps.harvard.edu/lists/Supernovae.html>>. Acesso em: 17 de julho de 2017.

visível do que as do Tipo II. Nestas últimas as curvas de luz eram bastante heterogêneas: havia SN que mostravam um “patamar” no decaimento de brilho; por isso, elas foram chamadas Tipo IIP. As outras, em que a queda de brilho era linear, foram denominadas Tipo IIL. A Figura 9.18 mostra as curvas de luz de cada tipo.

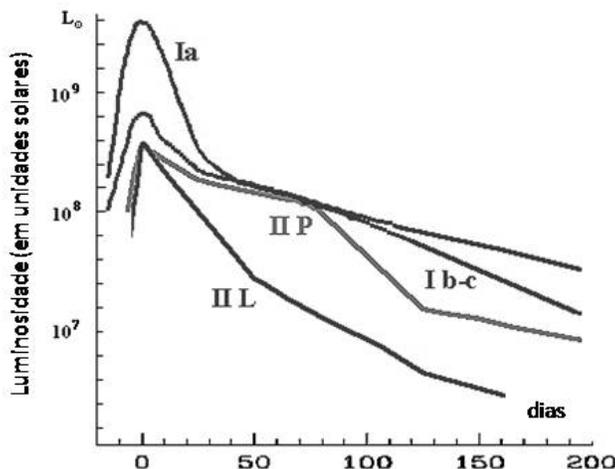


Figura 9.18 – Curvas de luz esquemáticas dos diversos tipos de SN. Notar que o Tipo Ia apresenta a luminosidade mais alta entre todos. (Crédito: AAVSO.)

Quanto aos mecanismos responsáveis pela explosão de supernovas, já vimos no Capítulo 8 (item 8.4.3.2) o caso das SN Tipo II: o colapso do núcleo de uma estrela massiva ao fim de sua evolução. Para as SN Tipo Ia, no entanto, o mecanismo é diferente. Para esse grupo, os modelos mais aceitos atualmente envolvem um sistema binário cerrado, onde uma dos componentes é uma anã branca de carbono-oxigênio e a outra, tipicamente, é uma gigante vermelha. À medida que a gigante vermelha segue seu caminho evolutivo, a matéria de seu envoltório gasoso (muito fracamente ligada pela gravidade) é atraída pela anã branca, formando o que se chama geralmente disco de acreção (*accretion disk*). A matéria gasosa flui através do disco na direção da anã branca (como água em volta do ralo de uma pia doméstica), e vai se depositando sobre ela, acrescentando assim massa à anã. Quando a massa da anã branca chega às proximidades do limite de Chandrasekhar, o aumento de pressão gerado pela massa adicional faz com que o carbono inicie sua reação de fusão termonuclear. Isso faz com que a temperatura do núcleo aumente significativamente.

Ora, se a anã branca fosse feita de matéria comum, a consequência desse aumento de temperatura seria um aumento da pressão para fora da estrela, o que a faria se expandir e resfriar. Mas uma anã branca, como já vimos, é feita de *matéria degenerada*, e por isso o aumento de temperatura do núcleo *não implica um aumento de pressão*. Em vez disso, ele só serve para fazer as reações termonucleares se deflagrarem de uma forma cada vez mais rápida e explosiva. O processo logo se torna catastrófico, e a anã branca é destruída completamente pela explosão, sem deixar vestígios. Como ela já tinha perdido seu hidrogênio há muito tempo (nas fases anteriores de sua evolução), não aparecem linhas desse elemento no espectro da supernova Ia.

9.6.3.2 Novas

As novas são estrelas variáveis cataclísmicas que permanecem a maior parte do tempo em estado quiescente, e de tempos em tempos sofrem uma erupção na qual a luminosidade da estrela aumenta abruptamente, voltando posteriormente ao estado anterior. Modernamente, acredita-se que todas as novas tenham esse caráter recorrente.

As novas são muito mais frequentes (e muito menos energéticas) que as supernovas. Atualmente, identificam-se menos de dez novas por ano na Via Láctea, mas as buscas de novas feitas em galáxias vizinhas permitem descobrir algo em torno de trinta novas a cada ano. Assim como ocorre com as supernovas, a maior parte das explosões de novas na Via Láctea é obscurecida pelas regiões escuras do meio interestelar. A energia total liberada durante uma erupção de nova é de no máximo de 10^{44} ergs; ou seja, dez milhões de vezes menos que uma supernova do tipo Ia, cuja produção *total* de energia é da ordem de 10^{51} ergs (para sermos justos com as novas, devemos comentar que mesmo aquela “menor energia” equivale à emitida pelo Sol em mil anos de vida).

A classificação tradicional das novas as agrupa em três categorias: as novas clássicas, as novas recorrentes e as novas anãs. No primeiro caso, teremos tipicamente um abrilhantamento da ordem de 8 a 15 magnitudes em questão de horas ou poucos dias (ver Figura 9.19). No máximo brilho, suas magnitudes absolutas são em média de -7,6 (PAYNE-GAPOSCHKIN, 1964), contra médias de -19,1 para as SN Tipo Ia e -17,2 para as SN Tipo II (HOFFMEISTER; RICHTER; WENZEL, 1985). Após a erupção, o brilho decairá lentamente, demandando anos ou décadas para voltar ao estado original. De acordo com a evolução de brilho, essas novas clássicas se subclassificam em novas rápidas, lentas e muito lentas. Uma nova erupção poderá ocorrer séculos ou mesmo milênios depois.

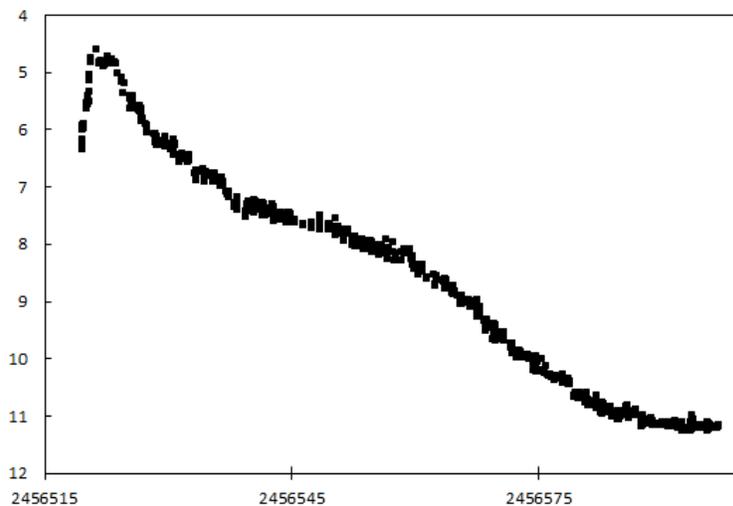


Figura 9.19 – Curva de luz da Nova Delphini 2013, cuja erupção se deu em 14/08/2013. Embora o aspecto lembre o de uma SN Ia, o aumento de brilho é muito menor: neste caso, 13 magnitudes (na fase pré-nova a estrela tinha magnitude 17,6 e na erupção passou a 4,6). (Crédito: AAVSO.)

A segunda categoria é a das *novas recorrentes* (este nome é antigo, anterior à descoberta do fato de que *todas* as novas são recorrentes). Nesse grupo estão apenas oito novas, que apresentam erupções mais ou menos periódicas, várias vezes por século. Todas são rápidas, e seu abrilhantamento é bem menor que nas novas clássicas: entre 6 e 9 magnitudes. Finalmente, as *novas anãs* (das quais existem muitos subtipos, nomeados de acordo com o aspecto de suas curvas de luz) mostram abrilhantamentos ainda menores (entre 4 e 5 magnitudes) e frequência de erupções ainda maior (a intervalos de poucos meses apenas).

Acredita-se hoje que todas as novas sejam parte de sistemas binários, e essa é a semelhança básica entre elas e as supernovas tipo Ia. Assim como nestas últimas, uma das componentes do binário é uma anã branca; a companheira pode ser uma gigante vermelha ou uma estrela da sequência principal. A matéria do envelope gasoso da companheira (basicamente hidrogênio) flui através de um disco de acreção e se deposita em uma fina camada sobre a superfície da anã. Quando a temperatura ali atinge cerca de 10^7 K, iniciam-se as reações termonucleares de fusão do hidrogênio nessa camada da anã branca ou no próprio disco de acreção (WHEELER, 2011). Por esse mecanismo, a erupção é muito menos energética e a anã branca não é destruída, como no caso das SN Ia. Naturalmente, certa quantidade de massa é lançada ao espaço, formando uma nuvem de ejetos que se dissolvem gradualmente no meio interestelar. Com a perda de massa e a dissolução da nuvem, o sistema volta ao estado quiescente original, e continuará acrescentando massa até a erupção seguinte.

9.7 Tipos de variáveis extrínsecas

9.7.1 Binárias eclipsantes

Estima-se hoje que ao menos 50% das estrelas da Via Láctea não sejam isoladas, mas façam parte de sistemas duplos ou múltiplos, em que as componentes estão ligadas gravitacionalmente entre si. Sistemas binários são importantes em Astrofísica, pois se constituem na melhor forma que temos para avaliar as massas estelares. Dentre eles, as binárias eclipsantes correspondem às situações em que o plano da órbita do sistema contém a nossa linha de visada (ou está muito próximo dela). Nessas condições, veremos eclipses periódicos, e a magnitude total do sistema será variável (Figura 9.20).

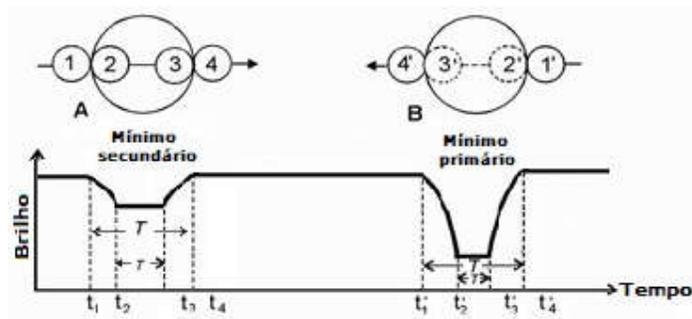


Figura 9.20 – Curva de luz de um sistema binário eclipsante. (Crédito: University of Arizona.)

No exemplo da Figura 9.20, o plano da órbita contém a linha de visada e, por hipótese, a estrela menor é também a mais luminosa. As estrelas estão muito afastadas para que as possamos ver separadamente, mas podemos medir o brilho total do sistema e construir a sua curva de luz (vista na parte inferior da figura). Quando, em sua órbita, a estrela menor e mais brilhante passa atrás da maior (situação B, à direita), temos um eclipse mais profundo, em que o brilho do sistema cai mais fortemente. Dizemos que temos um *mínimo primário*. Já na situação A, em que a estrela menor e mais brilhante passa na frente da maior e mais apagada, o brilho cai, porém menos que na situação B. Dizemos que temos um *mínimo secundário*. O período total do sistema é o tempo decorrido entre dois mínimos primários (ou dois mínimos secundários) consecutivos. Se medirmos o período e cronometrarmos os tempos t_1 , t_2 , t_3 e t_4 , poderemos calcular os diâmetros de cada estrela. A curva de luz pode ser conjugada com a espectroscopia do sistema, o que nos fornecerá as massas de cada componente, bem como vários outros parâmetros das estrelas.

Dependendo do aspecto da curva de luz e da separação das componentes, o GCVS distingue três tipos de binárias eclipsantes, cujas curvas de luz são vistas na Figura 9.21.

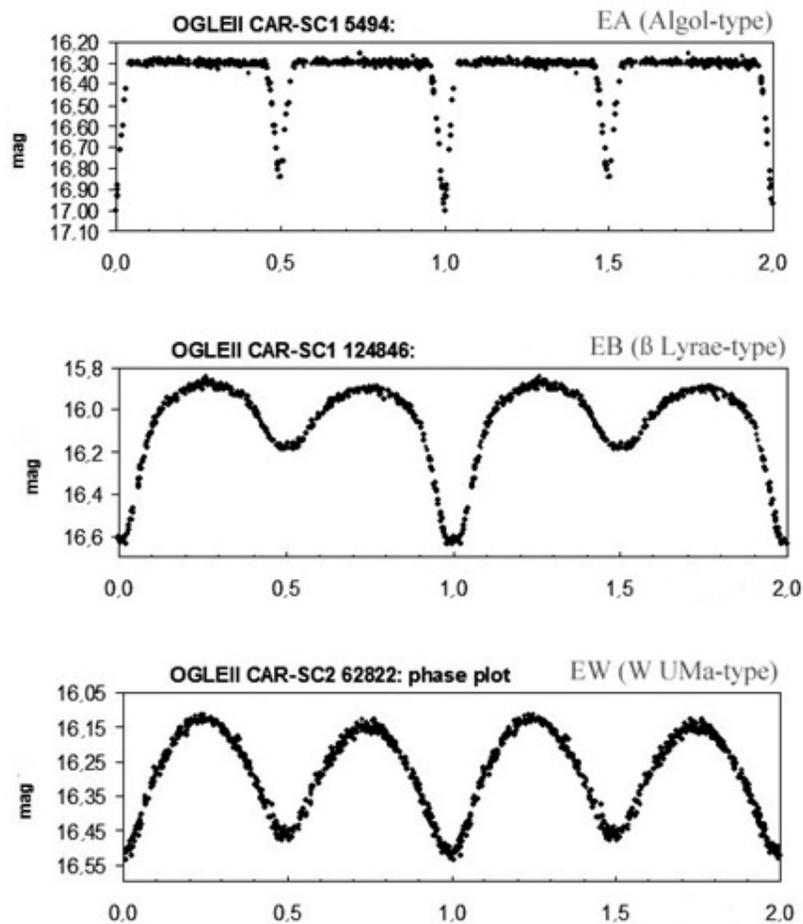


Figura 9.21 – Curvas de luz representativas de binárias eclipsantes dos tipos EA (algólicas, em cima); EB (Beta Lyrae, no centro) e EW (W Ursae Majoris, embaixo). (Crédito: Optical Gravitational Lensing Experiment – OGLE.)

- As *algólicas* (EA), nomeadas segundo seu protótipo, Algol (Beta Persei), nas quais as componentes são esféricas ou levemente elipsoidais e a separação entre elas é grande. Nas curvas de luz, os trechos entre os eclipses são horizontais (brilho constante), de tal forma que é fácil determinar o início e fim de cada eclipse. Seus períodos são em geral longos, desde vários dias até 27 anos (a estrela Epsilon Aurigae).
- Tipo *Beta Lyrae* (EB), nomeadas segundo seu protótipo, a estrela Sheliak (Beta da constelação da Lira). Neste caso, as componentes do sistema são elipsoidais e estão muito próximas entre si (quase em contacto), de tal forma que a variação de brilho é contínua e a determinação do início e fim dos eclipses é muito difícil de ser realizada. Períodos na faixa de poucos dias.
- Tipo *W Ursae Majoris* (EW), segundo a estrela de mesmo nome. Aqui as componentes elipsoidais estão praticamente em contacto, sendo impossível determinar com precisão o início e fim dos eclipses. Os mínimos primário e secundário têm igual amplitude e a variação de brilho geralmente é inferior a 0,8 magnitude. O período em geral é menor que um dia.

9.7.2 Variáveis rotacionais

Neste grupo existe um grande e diversificado número de tipos cuja variabilidade está em geral ligada à presença de atividade cromosférica, manchas, intensos campos magnéticos ou elipticidade em função de sua rotação muito rápida. Há ainda tipos formados por sistemas binários (não-eclipsantes) em que a componente mais quente provoca efeito de reflexão na estrela mais fria, aumentando seu brilho aparente quando ela está voltada para nós. Muitas dessas variáveis apresentam pequenas amplitudes, perceptíveis apenas por fotometria fotoelétrica. Assim, embora existam diversos outros tipos, destacaremos como exemplo deste grupo apenas as estrelas BY Draconis, que possuem amplitudes relativamente maiores.

9.7.2.1 Estrelas tipo BY Draconis

Estas são estrelas anãs da sequência principal (tipos espectrais K ou M) com intensa atividade cromosférica, que apresentam grandes manchas estelares (semelhantes às manchas solares, porém proporcionalmente muito maiores) em sua superfície. A variação de brilho ocorre durante o movimento de rotação axial da estrela, ao mostrar faces mais ou menos luminosas do seu disco. As amplitudes podem chegar a 0,5 magnitude. Algumas delas também apresentam “flares” como os observados nas estrelas UV Ceti.

As estrelas BY Draconis possuem algumas características espectrais semelhantes às de outro tipo de variável rotacional que também apresenta manchas estelares e atividade cromosférica significativa (as estrelas do tipo RS Canum Venaticorum), porém estas são binárias cerradas, onde uma das componentes costuma ser uma gigante dos tipos espectrais F a K.

9.8 Estrelas variáveis e o diagrama HR

A Figura 9.22 resume os tópicos vistos acima, indicando as posições no diagrama HR dos principais tipos de variáveis intrínsecas não-eruptivas: desde as estrelas pré-sequência principal (T Tauri); passando pelas estrelas anãs vermelhas que estão convertendo hidrogênio em hélio na sequência principal (estrelas “flare”); pelas estrelas bastante evoluídas e que já ultrapassaram a etapa de fusão do hidrogênio e se encontram na região das gigantes vermelhas e assemelhadas (Miras, semi-regulares e RV Tauri); pelos três tipos de Cefeidas na faixa de instabilidade (Cefeidas clássicas, W Virginis e Cefeidas anãs); e pelas estrelas RR Lyrae, no ramo horizontal do diagrama. As hipergigantes azuis (LBVs), muito luminosas para ser representadas na escala dessa figura (estariam acima dela, à esquerda), não estão indicadas.

Nos dois eixos podem se visualizados os valores aproximados das características físicas típicas para cada tipo de variável: no eixo das abscissas, os tipos espectrais e as temperaturas efetivas em K; no eixo das ordenadas, sua magnitude absoluta e luminosidade, expressa em múltiplos da luminosidade do Sol.

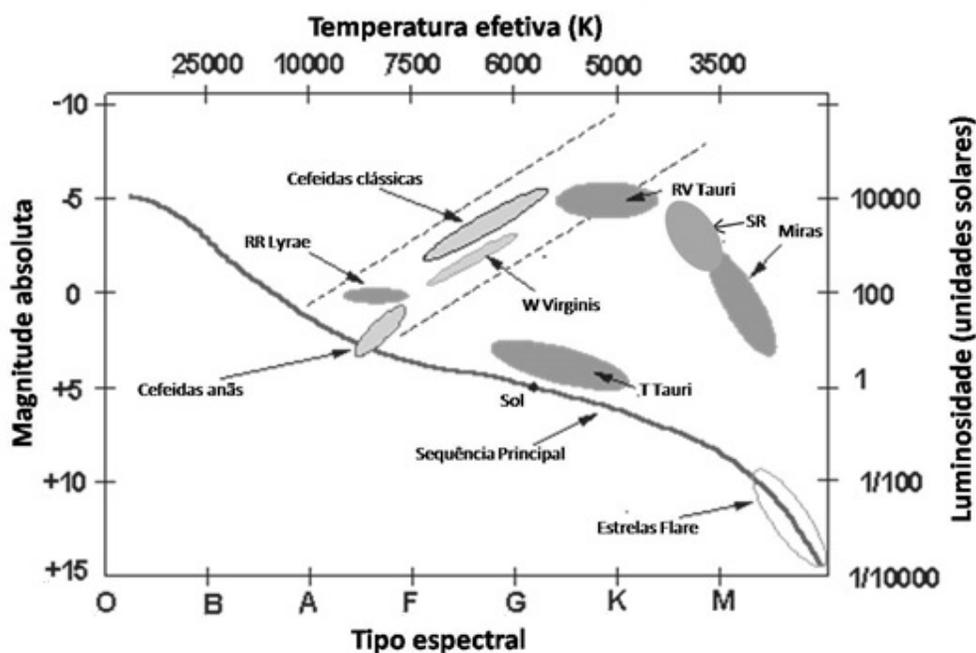


Figura 9.22 – Sumário: posição dos diversos tipos principais de variáveis intrínsecas no diagrama HR. (Adaptado de R. Emery, Chandra Education, AAVSO e outras fontes.)

9.9 Atividades sugeridas (para professores)

A atividade essencial que recomendamos ao professor neste ponto seria familiarizar-se pessoalmente com o website da AAVSO, em: <<https://www.aavso.org/>>, navegando em especial pelos vários links do menu “Variable Stars” para ter uma primeira ideia da riqueza de materiais que essa página oferece. A partir do próximo capítulo, o site da AAVSO será usado com frequência nos exercícios práticos sobre a observação das estrelas variáveis; convém, portanto, que o professor esteja preparado e familiarizado desde já com os recursos oferecidos pela AAVSO. Deixamos a critério do professor a

decisão de apresentar ou não esse website aos alunos neste momento: eles precisarão de certa proficiência em inglês para compreender todos os materiais, porém existem alguns destes (que usaremos nos capítulos seguintes) que já estão traduzidos para o português). Mas recomendamos vivamente que o professor faça previamente esta atividade como preparação pessoal.

Como atividade optativa para os alunos: a British Astronomical Association (BAA), através de sua Seção de Estrelas Variáveis (VSS), disponibiliza online uma série de curvas de luz reais, selecionadas do banco de dados da associação. Sugere-se escolher algumas delas para uma comparação visual simples com os exemplos de curvas de luz vistas no presente capítulo, procurando identificar o tipo de variável correspondente a cada curva. As curvas de luz da BAA podem ser vistas neste link: <http://www.britastro.org/vss/selected_DB_lighcurves.htm>

Referências bibliográficas para o Capítulo 9

AAVSO (American Association of Variable Stars Observers). Website. Disponível em: <<https://www.aavso.org/>>. Acesso em: 30 de junho de 2017.

ASAS-SN (All-Sky Automated Survey for Supernovae – Sky Patrol). Website. Disponível em: <<https://asas-sn.osu.edu/>>. Acesso em: 1 de julho de 2017.

BAADE, W.; ZWICKY, F. On super-novae. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the USA*, v. 20, n. 5, p. 254-9, 1934. Disponível em: <<http://www.pnas.org/content/20/5/254>>. Acesso em: 17 de julho de 2017.

CAMPBELL, L.; JACCHIA, L. *Historia de las estrellas variables*. Buenos Aires: Editorial Pleamar, 1946.

CLARK, D.H.; STEPHENSON, F.R. *The historical supernovae*. Oxford: Pergamon Press Ltd., p. 14-56, 1977.

DAMINELI, A. The 5.52 cycle of Eta Carinae. *ApJ Letters*, 460:L49-L52, 1996. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1996ApJ...460L..49D>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

DAMINELI, A. et al. η Carinae: binarity confirmed. *The Astrophysical Journal*, v. 528:2. p. 101-4, 2000. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2000ApJ...528L.101D>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

EYER, L.; CUYPERS, J. Predictions on the number of variable stars for the GAIA Space Mission and for surveys such as the Ground-Based International Liquid Mirror Telescope. *ASP Conference Series*, v. 203, p. 71-2, 2000. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2000ASPC..203...71E>>. Acesso em: 2 de julho de 2017.

FERNÁNDEZ-LAJÚS, E. et al. Long-term optical monitoring of η Carinae. *Astronomy & Astrophysics*, v. 493, p. 1093-7, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009A%26A...493.1093F>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

GREEN, D.A.; STEPHENSON, F.R. Historical supernovae. arXiv:astro-ph/0301603, 2003. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2003LNP...598....7G>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

GROH, J.H.; MEYNET, G.; EKSTRÖM, S. Massive star evolution: luminous blue variables as unexpected supernova progenitors. *Astronomy & Astrophysics*, v. 550, id. L7, p. 1-4, 2013. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013A&A...550L...7G>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

HOFFLEIT, D. A history of variable star astronomy to 1900 and slightly beyond. *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, v. 15, p. 77-106, 1986. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/934/>>. Acesso em: 30 de junho de 2017.

HOFFLEIT, D. History of the discovery of Mira stars. *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, v. 25, p. 115-36, 1997. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/1611/>>. Acesso em: 30 de junho de 2017.

HOFFMEISTER, C.; RICHTER, G.; WENZEL, W. *Variable stars*. Traduzido de *Veränderliche Sterne* por S. Dunlop. 2nd ed. Berlin: Springer-Verlag, p. 1-4, 1985.

HSI, TSE-TSUNG. A new catalog of ancient novae. *Smithsonian Contribution to Astrophysics*, v. 2, p. 109-30, 1957. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1957SCoA....2..109H>>. Acesso em: 3 de julho de 2017.

HUMPHREYS, R.; DAVIDSON, K. The luminous blue variables: astrophysical geysers. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 106, p. 1025-51, 1994. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1994PASP..106.1025H>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

IBVS (International Bulletin of Variable Stars). Website. Konkoly Observatory, Budapest. Disponível em: <<https://www.konkoly.hu/IBVS/IBVS.html>>. Acesso em: 3 de julho de 2017.

IVEZIC, Z. et al. LSST: from science drivers to reference design and anticipated data products. arXiv:0805.2366v4, versão revisada, 2014. Disponível em: <<https://arxiv.org/pdf/0805.2366.pdf>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

KALER, J. Stars. Website. University of Illinois, criado em 1998, atualizado em 2017. Disponível em: <<http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>>. Acesso em: 6 de julho de 2017.

KOCHANÉK, C.S. et al. The All-Sky Automated Survey for Supernovae (ASAS-SN) light curve server v1.0. arXiv:1706.07060, p. 1-8, 2017. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1706.07060>>. Acesso em: 1 de julho de 2017.

LEVY, D.H. *Observing variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, 1989.

MATTEI, J.A. Visual observing of variable stars. In: PERCY, J.R. (ed.), *The study of variable stars using small telescopes*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 11-31, 1986.

MORAES, A. *A Astronomia no Brasil*. São Paulo: Universidade de São Paulo, p. 72, 1984 (reedição de 1955).

NAPOLEÃO, T.A. Um estudo fotométrico da Cefeida de período ultracurto HD 94033 (KZ Hya). *Reporte n° 11, Rede de Astronomia Observacional*, p. 35-47, 2003. Disponível em: <<http://www.rea-brasil.org/reportespdf/reporte11.pdf>>. Acesso em: 8 de julho de 2017.

PAYNE-GAPOSCHKIN, C. *The galactic novae*. New York: Dover Publications, 1964.

PERCY, J.R. *Understanding variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 82-312, 2007.

ROTH, G.D. An historical exploration of modern Astronomy. In: ROTH, G.D. (ed.), *Compendium of practical Astronomy*. Berlin: Springer-Verlag, p. 425-35. 1994.

SAMUS, N.N.; DURLEVITCH, O.V. GCVS variability types and distribution statistics of designated variable stars according to their types of variability, 2016. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/vartype.htm>>. Acesso em: 5 de julho de 2017.

SAMUS, N.N. et al. General Catalogue of Variable Stars (GCVS). Institute of Astronomy of Russian Academy of Sciences and Sternberg State Astronomical Institute of the Moscow State University. Catálogo em versão digital, 2016. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>>. Acesso em: 1 de julho de 2017.

SAMUS, N.N. et al. General Catalogue of Variable Stars: current status and new name-lists. *Odessa Astronomical Publications*, v. 23, p. 102-5, 2010. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2010OAP....23..102S>> . Acesso em: 5 de julho de 2017.

STERKEN, C.; JASCHEK, C. *Light curves of variable stars: a pictorial atlas*. Cambridge: Cambridge University Press, 1996.

STROBEL, N. Astronomy notes. 2013. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. Acesso em: 5 de julho de 2017.

STROHMEIER, W. *Variable stars*. Oxford: Pergamon Press Ltd., 1972.

TAMMANN, G.A.; LÖFFLER, W.; SCHRÖDER, A. The galactic supernova rate. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 92, n. 2, p. 487-493, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1994ApJS...92..487T>>. Acesso em: 16 de julho de 2017.

WATSON, C.L.; HENDEN, A.; PRICE, A. The International Variable Star Index (VSX). The Society for Astronomical Sciences 25th Annual Symposium on Telescope Science, 2006. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/full/2006SASS...25...47W>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

WHEELER, J.C. *Cosmic catastrophes*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 69-78, 2011.

YAU, K.K. CHING. An investigation of some contemporary problems in Astronomy and Astrophysics by way of early astronomical records. PhD thesis, Durham University, 1988. Disponível em Durham E-Theses Online: <http://etheses.dur.ac.uk/6331/1/6331_3685.PDF> . Acesso em: 3 de julho de 2017.

%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%