

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 12 - Aprendendo (astro)física com as estrelas variáveis

As informações obtidas através da observação sistemática das estrelas variáveis ao longo de muitos anos têm sido uma rica fonte de dados para a Astrofísica moderna: através delas, pesquisadores conseguiram determinar não apenas as características das estrelas e sua evolução, como também suas distâncias, a estrutura e a rotação da nossa Via Láctea e de outras galáxias, e até mesmo a escala de distâncias do Universo, bem como sua expansão e idade.

Menos conhecidas, talvez, são as oportunidades que as estrelas variáveis oferecem para a educação em ciência: além de facilitar o aprendizado de fundamentos de Física e Matemática, o fato de sua observação ser acessível e poder ser realizada com instrumental modesto torna factível uma primeira exposição dos alunos ao método científico. Ao realizarem suas observações, coletarem os dados empíricos e analisá-los à luz da lógica e dos ensinamentos recebidos, eles estarão aplicando, de forma simples, prática e atraente, a metodologia usada em ciência – proporcionando assim o desenvolvimento das aptidões para as atividades de pesquisa.

Nos capítulos anteriores, estudamos os princípios físicos sobre os quais o estudo das estrelas variáveis se baseia; aprendemos também a localizá-las no céu, a medir sua magnitude, a construir suas curvas de luz e a analisar os dados provenientes de nossas observações. Estamos finalmente em posição de compreender o significado astrofísico e a importância científica dos resultados obtidos. Este capítulo final é dedicado a essa tarefa: para isso, detalharemos a importância astrofísica de dois tipos de variáveis: as Cefeidas clássicas (para determinação de distâncias) e as Miras (para estudo das fases finais de evolução estelar), propondo a seguir, para cada tipo, um projeto especial de observação, de utilidade científica e que pode ser realizado com instrumentos simples.

12.1 Cefeidas clássicas: a chave para medir o Universo

12.1.1 A descoberta da relação período-luminosidade (P-L)

No ano de 1908, a astrônoma norte-americana Henrietta Swan Leavitt publicou, nos *Annals of Harvard College Observatory*, um artigo em que relatava a descoberta de nada menos que 1777 novas estrelas variáveis nas Nuvens de Magalhães, galáxias satélites da Via Láctea (LEAVITT, 1908). Essas variáveis haviam sido identificadas com base em um minucioso trabalho de análise de dezenas de placas fotográficas obtidas entre 1893 e 1906 com o telescópio Bruce de 24 polegadas de abertura na estação austral do Observatório Harvard, situada em Arequipa, no Peru. Dentre as variáveis catalogadas por Leavitt, dezesseis delas (todas situadas na Pequena Nuvem de Magalhães, ou PNM) apareciam em um número suficiente de placas para permitir a

determinação de seus períodos de variação (ou pulsação). Ao listá-las no artigo, ela observa pela primeira vez um fato: “É digno de nota... que as variáveis mais brilhantes possuem os períodos mais longos” (LEAVITT, 1908, p. 107, tradução nossa).

Apenas quatro anos depois (LEAVITT; PICKERING, 1912), ela conseguiria traduzir essa notável observação na primeira formulação precisa daquilo que passaria a ser conhecido como *relação período-luminosidade* (P-L): os brilhos aparentes de 25 variáveis da PNM estudadas nesse novo artigo aumentavam linearmente com os logaritmos de seus períodos. Ou, dito da forma mais usada nos dias de hoje, as magnitudes aparentes dessas estrelas diminuía linearmente com os logaritmos de seus períodos. É provável que Leavitt já imaginasse o extraordinário alcance potencial e a importância que a relação P-L teria futuramente como indicador de distâncias astronômicas, pois no artigo ela menciona que “Como as variáveis estão provavelmente a aproximadamente a mesma distância da Terra, seus períodos estão aparentemente associados à sua emissão real de luz”. Ou seja: uma vez que todas as estrelas se encontram à mesma distância de nós, a relação entre seus brilhos aparentes medidos é a mesma que entre as suas luminosidades intrínsecas. Esse fato é o que permite a estimativa da distância em que a estrela se encontra. Leavitt indica em seguida os passos seguintes: “As classes espectrais devem ser determinadas para tantos desses objetos quantos for possível. Espera-se também que as paralaxes de algumas variáveis desse tipo possam ser medidas” (LEAVITT; PICKERING, 1912, p. 3, tradução e grifo nossos).

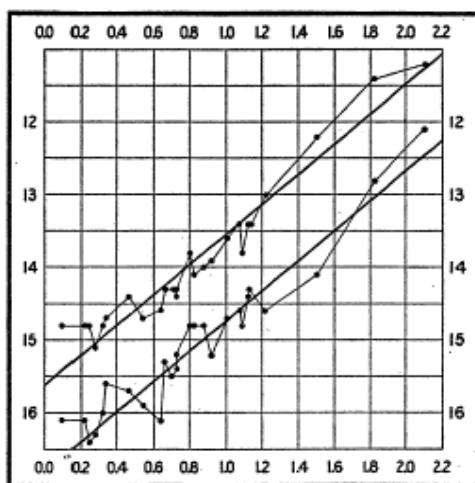


Figura 12.1 – Relação período-luminosidade original de Henrietta Leavitt, tal como apresentada na Figura 2 de LEAVITT; PICKERING (1912). As abscissas representam os logaritmos dos períodos (em dias); as ordenadas, as respectivas magnitudes nos máximos e nos mínimos. Leavitt escreve: “Linhas retas podem ser traçadas facilmente entre as séries de pontos correspondentes aos máximos e aos mínimos, mostrando que existe uma relação simples entre os brilhos das variáveis e os seus períodos”. (LEAVITT; PICKERING, 1912, p. 2, tradução nossa.)

Nos anos a seguir, essas calibrações da relação P-L seriam efetuadas – não mais por Leavitt, mas por diversos outros astrônomos da época. De acordo com Fernie (1969), contribuições essenciais nesse sentido foram feitas, entre outros, por Ejnar Hertzsprung (1913) e Harlow Shapley (1918, 1919). Hertzsprung usou pela primeira vez o termo “Cefeidas” para designar as variáveis dessa classe (segundo o seu protótipo, a estrela Delta Cephei), estabeleceu a primeira calibração para os dados de Leavitt e, com base nela, calculou a distância da Pequena Nuvem de Magalhães como 30.000 anos-luz – resultado esse que, por um infeliz erro de impressão do artigo, foi publicado incorretamente como sendo de 3.000 anos-luz. Apenas como uma comparação, os resultados mais recentes para a distância da Pequena Nuvem apontam para valores em torno de 202.000 anos-luz (GRACZYK et al., 2014). Apesar do erro de impressão, entretanto, o cálculo de Hertzsprung foi o primeiro uso da relação P-L para calcular uma distância que hoje sabemos ser extragaláctica (HERTZSPRUNG, 1913). Na mesma linha, Shapley ampliou a amostra de estrelas e aperfeiçoou a relação de Leavitt, encontrando uma relação quantitativamente significativa entre as luminosidades *reais* das estrelas (expressas através das suas *magnitudes absolutas*) e a duração dos seus períodos de variação, além de sugerir uma relação entre essas luminosidades intrínsecas e as cores das Cefeidas (SHAPLEY, 1918; SHAPLEY, 1919). Em trabalhos posteriores, contudo, Shapley cometeria inadvertidamente uma incorreção, ao incorporar à sua amostra algumas variáveis pulsantes encontradas nos aglomerados globulares. Ele desconhecia o fato de que essas estrelas não eram exatamente do mesmo tipo que as Cefeidas clássicas – aquelas descobertas por Leavitt – e assim obedeciam a uma relação P-L um pouco diferente. O erro introduzido por Shapley só seria evidenciado na década de 1950 por Walter Baade, que classificou as Cefeidas em dois grupos, de acordo com a respectiva população estelar: as Cefeidas clássicas pertenciam à População I (localizada no disco galáctico), enquanto as Cefeidas da População II habitavam os aglomerados globulares e o halo (BAADE, 1956). Como veremos mais adiante, o erro na calibração de Shapley traria certa distorção nos valores obtidos nas primeiras determinações das distâncias extragalácticas e das dimensões do próprio Universo.

12.1.2 As Cefeidas como indicadores das distâncias extragalácticas

Geralmente se atribuem ao astrônomo norte-americano Edwin Hubble (1889-1953) as mais espetaculares aplicações da relação P-L para medidas de distâncias astronômicas. A primeira delas data de 1925. Até esse ano, havia uma intensa controvérsia sobre a natureza das chamadas “nebulosas espirais”: seriam elas grandes galáxias externas à nossa Via Láctea, ou eram apenas nuvens de gás e estrelas distantes, porém pertencentes à nossa própria galáxia, que teria assim imensas proporções? A mais famosa dessas discussões ocorreu em 1920 na National Academy of Sciences, em Washington, entre Harlow Shapley e Heber D. Curtis, e foi chamada de “O Grande

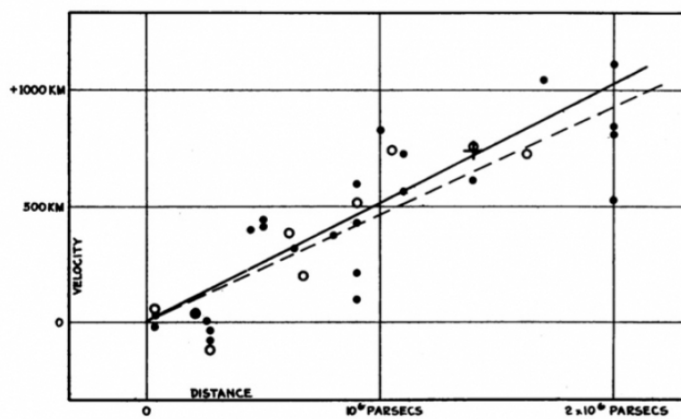
Debate” (uma boa síntese do que foi discutido nesse evento pode ser lida em HOSKIN, 1976). Nem mesmo esse debate, no entanto, permitiu uma conclusão convincente. A única maneira segura de demonstrar qual das duas visões do Universo era correta seria determinar as distâncias reais desses objetos. E foi precisamente isso que Hubble fez: utilizando o telescópio Hooker de 2,5 m em Mount Wilson, Hubble foi capaz de identificar Cefeidas em duas “nebulosas espirais”: M31 (Andrômeda) e M33 (Triângulo). Usando a relação período-luminosidade de Leavitt e a curva de calibração que Shapley havia estabelecido poucos anos antes, Hubble conseguiu determinar a distância aos dois objetos, demonstrando, sem margem para dúvidas, que ambos se encontravam fora da nossa Via Láctea (HUBBLE, 1925). Estava estabelecida finalmente a escala cósmica de distâncias. Poucos anos após, ele refinaria o cálculo da distância de Andrômeda (HUBBLE, 1929a). Hoje sabemos que o resultado obtido por Hubble para M31 (cerca de 900.000 anos-luz) estava subestimado: as estimativas atuais colocam essa galáxia à distância de aproximadamente 2.500.000 anos-luz (VAN DEN BERGH, 2000). A diferença entre os valores calculados por Hubble e os atuais se deve principalmente ao erro da calibração de Shapley (causado pelo desconhecimento da existência de dois tipos distintos de Cefeidas), além da falta de uma correção devida à existência da extinção interestelar – um fator que só seria conhecido a partir da década seguinte (TRUMPLER, 1930).

A definição da natureza real das “nebulosas espirais” (que hoje chamamos de *galáxias*) foi a demonstração definitiva da importância fundamental da relação P-L de Cefeidas como indicador de distâncias astronômicas. Há muito se sabia que as distâncias no Universo são tão vastas que seria impossível medi-las diretamente – ou mesmo usar um único método que pudesse servir para toda a imensa gama de distâncias cósmicas. As medidas feitas por paralaxe, o método mais usado até o início do século XX, eram restritas a distâncias relativamente pequenas: aquelas internas ao Sistema Solar ou a estrelas mais próximas, situadas – quando muito – a poucas centenas de anos-luz. A relação P-L parecia um indicador de distâncias quase perfeito: as Cefeidas são objetos muito luminosos e, portanto, podem ser identificadas a grandes distâncias; sua identificação não é ambígua; a medição dos períodos é relativamente simples, e assim por diante. Madore e Freedman (1998) listam oito razões inquestionáveis pelas quais as Cefeidas devem ser consideradas “o indicador de distâncias ideal”, tanto no contexto galáctico como no extragaláctico. Não é de espantar, portanto, que elas começassem a ser usadas para uma multiplicidade de aplicações astrofísicas, como, por exemplo, o mapeamento da absorção interestelar e certos efeitos rotacionais (JOY, 1939), a definição da estrutura da Galáxia (Via Láctea) e o delineamento do formato dos seus braços espirais (FERNIE, 1995), medidas da rotação galáctica e do gradiente de metalicidade nas regiões mais externas da Galáxia (PONT et al., 1995), distâncias de aglomerados abertos e globulares na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães (FEAST, 1999), gradientes de abundância ao longo do disco galáctico e a evolução química do

disco (PEDICELLI et al., 2009). Muito recentemente, foram descobertas Cefeidas nas vizinhanças do centro galáctico, e a sua distribuição espacial sugere uma revisão na história de formação estelar recente nessa região (MATSUNAGA, 2016).

12.1.3 As Cefeidas e a expansão e idade do Universo

Foi na área da Cosmologia que a aplicação da relação P-L das Cefeidas se tornou mais famosa. Essa foi a segunda realização notável de Edwin Hubble na década de 1920: a descoberta da expansão do Universo e da lei empírica que passou a ser conhecida como “lei de Hubble”. Para chegar a essas conclusões, Hubble e seu parceiro Milton Humason (1891-1972) se dedicaram durante vários anos da década de 1920 à obtenção de espectros de dezenas de galáxias distantes, usando mais uma vez o telescópio de 2,5 m de Mount Wilson. Além disso, aproveitaram os espectros de várias galáxias, cujas velocidades radiais já haviam sido medidas por Vesto Slipher (1875-1969) na década anterior (SLIPHER, 1913, 1915). Hubble e Humason notaram que praticamente todas as galáxias apresentavam suas linhas espectrais desviadas para o vermelho (*redshifts*), indicando que essas galáxias se afastavam de nós. Medindo esses *redshifts*, conseguiram determinar as velocidades de recessão de cada uma das galáxias observadas. Paralelamente, e mais uma vez com base na relação período-luminosidade das Cefeidas, Hubble conseguiu estimar as distâncias de algumas dezenas delas. Ao colocar em um gráfico as velocidades versus as distâncias medidas, Hubble observou que as velocidades com que as galáxias se afastam (velocidades de recessão) são diretamente proporcionais às suas distâncias (HUBBLE, 1929b). Dito de outra forma: quanto mais distante a galáxia, maior a sua velocidade de recessão.



Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae.

Figura 12.2 – A Lei de Hubble: Relação entre as velocidades radiais e as distâncias das nebulosas extragalácticas. (Gráfico original publicado em HUBBLE, 1929b.)

A expressão matemática desse gráfico passou a ser conhecida como “lei de Hubble”:

$$V = H_0 D \quad (12.1)$$

...sendo V e D respectivamente a velocidade de recessão e a distância da galáxia; e o parâmetro H_0 , a “constante de Hubble”. As primeiras medidas de H_0 , feitas por Hubble e Humason, apontavam seu valor como cerca de 560 km/s por megaparsec (HUBBLE; HUMASON, 1931). Porém, esse resultado estava superestimado, pois (como vimos) as distâncias extragalácticas obtidas por Hubble estavam subestimadas. Os valores atuais para H_0 estão em torno de 72 km/s por megaparsec (FREEDMAN et al., 2001).

A lei de Hubble, anunciada em janeiro de 1929, foi logo interpretada como a primeira evidência observacional da expansão do Universo. Lembremos que o primeiro modelo cosmológico moderno (proposto por Albert Einstein no ano de 1917) implicava em um Universo estático e finito. Na década de 1920, o matemático russo Alexander Friedmann e o astrônomo e abade belga Georges Lemaître propuseram novas soluções matemáticas para as equações de campo de Einstein, que conseguiam descrever um Universo dinâmico. Lemaître, por sinal, foi mais longe: no mesmo artigo em que propunha seu modelo cosmológico (LEMAÎTRE, 1927), ele antecipou em dois anos as descobertas de Hubble (KRAGH, 2014), demonstrando a expansão do Universo com base nas observações de Vesto Slipher¹. A equação 24 do artigo de Lemaître era exatamente a relação que, dois anos depois, viria a ser conhecida como lei de Hubble (LUMINET, 2014). Em 1931, a partir do conceito do Universo em expansão, Lemaître também formulou pela primeira vez uma teoria (“do átomo primordial”, ou “do ovo cósmico”) na qual o Universo teria evoluído a partir de um estado inicial extremamente compacto. Essa teoria, apenas quinze anos depois, seria aperfeiçoada pelo físico russo George Gamow e se tornaria mais conhecida como teoria do “Big Bang”, que é considerada o modelo cosmológico padrão nos dias atuais.

O raciocínio de Lemaître pode ser visualizado com o auxílio da constante de Hubble: se o Universo atualmente se expande (aumenta de tamanho com o tempo), é natural supor que no passado ele era menor. E, se retroagirmos por um tempo suficiente, chegaríamos ao estado do “átomo primordial”, em que todo o Universo existente se comprimiria em um volume incredivelmente pequeno – para fixar ideias, digamos, um ponto. Podemos estimar de forma aproximada qual foi esse tempo, que corresponderia à idade do Universo. Lembremos que a constante de Hubble H_0 nada mais é do que a *taxa segundo a qual o Universo se expande atualmente*. Como uma

¹ Apesar de ter descoberto a expansão do Universo dois anos antes de Hubble, o jovem Lemaître publicou seus resultados em francês e em uma obscura revista belga. Talvez se deva a isso a pouca repercussão de suas ideias entre os cientistas da época (enquanto Hubble, por outro lado, já era uma celebridade). Não há evidências de que Hubble tenha lido o artigo original de Lemaître. Só em 1931 esse artigo seria traduzido para o inglês e publicado no *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

simplificação (não necessariamente correta), façamos a suposição de que essa taxa tenha se mantido constante ao longo do tempo. Pela lei de Hubble, sabemos que H_0 , dimensionalmente, expressa uma relação entre velocidade e distância. Mas como a velocidade é uma relação entre distância e tempo, resulta que a constante de Hubble é expressa por uma relação entre (distância / tempo x distância), ou, de forma mais simples, (1/tempo). *Em outras palavras, o inverso de H_0 tem, dimensionalmente, unidades de tempo.* Assim, se admitirmos como válido o valor moderno de H_0 – cerca de 72 km/s por megaparsec – poderemos estimar, grosso modo, a idade do Universo como sendo o inverso desse valor – naturalmente, tomando o cuidado de converter antes as unidades de medida (1 megaparsec = 1 milhão de parsecs = $3,086 \times 10^{19}$ km). Fazendo os cálculos, resulta que a idade do universo é da ordem de $4,3 \times 10^{17}$ segundos, ou ainda cerca de 13,8 bilhões de anos.

Até que ponto esse resultado pode ser considerado razoável? A resposta está relacionada à exatidão do valor de H_0 usado. Ora, desde os primeiros resultados publicados por Hubble e Humason, e ao longo de todo o século XX, muitos astrônomos procuraram determinar valores mais precisos para a constante de Hubble, obtendo resultados que variavam entre 50 e 100 km/s por megaparsec. Na virada do milênio, resolver essa questão era uma das mais importantes tarefas da Astronomia Observacional, principalmente pelas suas evidentes implicações cosmológicas. Com o lançamento do telescópio espacial *Hubble*, este passou a ser o projeto prioritário (*key project*) desse novo instrumento. Após um longo trabalho de pesquisa no qual foram calculadas e revisadas com grande precisão as distâncias de 31 galáxias usando-se a relação P-L das Cefeidas nelas localizadas, a equipe do Hubble Key Project publicou em 2001 seu relatório final, que estipulava o valor de H_0 como 72 ± 8 km/s por megaparsec (FREEDMAN et al., 2001). Este valor é justamente o que utilizamos acima para a estimativa da idade do Universo. Depois da publicação dos resultados de Freedman et al. (2001), outras determinações foram feitas, usando diferentes métodos. Todas elas foram consistentes com os resultados da equipe do Hubble Key Project, e é isso o que nos permite situar a idade atual do Universo entre 13,6 bilhões e 13,8 bilhões de anos. Assim, não deixa de ser admirável que a relação P-L descoberta por Henrietta Leavitt há mais de um século ainda permaneça nos dias de hoje como uma das melhores formas de medir distâncias em Astronomia, e que suas consequências tenham sido tão profundas e significativas para nosso conhecimento do Universo e sua evolução.

12.1.4 Um projeto observacional: a relação P-L das Cefeidas

Neste tópico, descreveremos uma sequência de procedimentos que permitem, a partir da observação visual de uma variável Cefeida com instrumentos simples e do uso da relação período-luminosidade, obter a distância da estrela, e a seguir sua luminosidade e vários outros parâmetros físicos. Este experimento tem sido proposto anualmente,

como um projeto observacional, para os alunos do curso de Técnicas de Observação, que o autor ministra desde 2005 como parte da grade de cursos oferecida pelo CASP nas dependências do IAG (ver a Introdução desta monografia). Embora se trate de ensino não-formal, o curso é aberto a todos os interessados que estejam familiarizados com a Matemática e a Física do Ensino Médio, não havendo assim nenhum obstáculo a que o mesmo roteiro seja aplicado no ensino formal. Para facilitar a realização do experimento, indicamos abaixo seu roteiro em três passos consecutivos, todos de acordo com os tópicos já vistos no presente trabalho. Em cada caso, citamos, como lembrete, o item e capítulo em que cada tópico foi detalhado.

Passo 1 – Escolha da estrela: Tomamos como princípio que seja mais conveniente para a maior parte dos alunos que a observação seja realizada às primeiras horas da noite e não durante a madrugada. Convém ainda que a estrela-alvo não apresente dificuldade para sua localização e que seja brilhante o suficiente para que possa ser observada mesmo das grandes cidades (nesse caso com uso de binóculos). Considerando essas premissas, recomenda-se a escolha de uma das estrelas listadas na Tabela 12.1 (de acordo com a época do ano mais favorável para a observação). Com exceção de ℓ Carinae (cujas observações podem ser feitas a cada duas noites), as estimativas devem ser feitas em todas as noites que o tempo permita. A duração do período de observação deve ser de ao menos três meses (para ℓ Car) ou dois meses (para as demais estrelas).

Estrela	Ascensão reta (J2000)	Declinação (J2000)	Magnitudes (V)	Período (dias)	Melhor época para observação
Beta Doradus	05h33m38s	-62°29'23"	3,46 – 4,08	9,8426	novembro - abril
ℓ Carinae	09h45m15s	-62°30'28"	3,35 – 4,06	35,55560	janeiro - junho
X Sagittarii	17h47m34s	-27°49'51"	4,20 – 4,90	7,01283	maio - novembro
W Sagittarii	18h05m01s	-29°34'48"	4,29 – 5,14	7,59503	maio - novembro
Eta Aquilae	19h52m28s	+01°00'20"	3,48 – 4,33	7,176915	junho - dezembro

Tabela 12.1 - Cefeidas recomendadas para este projeto. (Dados conforme SAMUS et al., 2017.)

Passo 2 – Observação e registro dos dados: As estimativas de magnitude devem ser realizadas segundo o método de Pickering, já detalhado aqui nos itens 10.3 e 10.6 do capítulo 10. As cartas celestes necessárias para a localização da estrela são aquelas mencionadas no item 3.5 do capítulo 3. Para a escolha das estrelas de comparação, podem-se usar cartas da AAVSO, preparadas como descrito no item 10.5 do capítulo 10 (excepcionalmente, para os projetos deste capítulo, incluímos no Apêndice A cartas de busca para as estrelas listadas na Tabela 12.1). A curva de luz deve ser preparada segundo os procedimentos vistos no item 10.7 do capítulo 10. Finalmente, o diagrama de fase e a determinação do período podem ser feitos conforme indicado nos itens 11.1 e 11.2 do capítulo 11.

Passo 3 – Cálculo da distância da estrela: A partir da curva de luz obtida para a estrela, temos os valores de seu período (P) e das magnitudes aparentes no brilho máximo e mínimo. Uma vez conhecidas essas últimas grandezas, teremos também de imediato a magnitude aparente média da estrela (m_V), que pode ser obtida graficamente ou por uma média aritmética simples.

Desde a formulação original de Henrietta Leavitt, vários foram os aperfeiçoamentos introduzidos na relação P-L, baseados em uma multiplicidade de calibrações empíricas propostas por numerosos astrônomos durante todo o século XX. Naturalmente, por serem todas empíricas e baseadas em amostras de Cefeidas em localizações distintas, com pequenas variações nas suas metalicidades (composições químicas) e cores, elas levam a fórmulas com coeficientes levemente diferentes; os resultados finais, porém, são essencialmente equivalentes, dentro da margem de incerteza de cada calibração. Uma excelente compilação das formulações mais atualizadas da relação P-L para as Cefeidas da Via Láctea pode ser vista em BENEDICT et al. (2007). Dentre elas, escolhemos para nosso uso a mais recente, proposta em 2006 pelos mesmos autores:

$$M_V = -2,43 (\log P - 1) - 4,05 \quad (12.2)$$

Nessa equação, P representa o período e M_V , a magnitude absoluta. Introduzindo o valor medido para P na fórmula acima, calcula-se facilmente o valor de M_V . Uma vez obtido esse valor, podemos levá-lo à equação do módulo de distância, que deduzimos no item 5.7 do capítulo 5. Lembramos que essa equação expressa a relação entre as magnitudes aparente (m_V) e absoluta (M_V), e a distância D à qual se encontra a estrela, e que ela é escrita como segue:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 \quad (12.3)$$

Lembramos ainda que nessa equação a distância D é necessariamente dada em parsecs.

Cabe aqui um refinamento: uma aproximação ainda melhor poderá ser alcançada, se levarmos em conta a extinção interestelar (A_V) na direção da variável. A extinção é

causada pela absorção e espalhamento da luz da estrela pelas partículas de poeira e gás do meio interestelar existente entre ela e nós. A extinção não é um dado fácil de ser obtido, pois ela não é homogênea em todas as direções e não tem um valor único para toda a Via Láctea; ao contrário, ela varia muito de acordo com a linha de visada em que a estrela se encontra quando vista da Terra. Assim, para conseguirmos o valor da extinção, deveremos procurar na literatura pesquisas que tenham sido feitas anteriormente por outros cientistas para cada estrela específica. Nem sempre isso estará disponível, mas, no caso das nossas Cefeidas recomendadas na Tabela 12.1, felizmente podemos recorrer a BENEDICT et al. (2007) ou a LANEY; STOBIE (1993) para obter a extinção correta. Em outros casos, poderá ser adotado um valor aproximado, mas isso resultará em uma incerteza maior no cálculo da distância.

Caso A_V esteja disponível, a equação (12.3) se transformará na equação (12.4) abaixo:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 + A_V \quad (12.4)$$

Um exemplo numérico real ajudará a entender melhor os passos acima. Em 2011, um grupo de sete alunos de nosso curso de Técnicas de Observação (Ester Olin, Fabio Fujiwara, Leandro Oliveira, Luis Carlos Nascimento, Luiz Mantovani, Marcelo Fontana e Márcio Senday) realizou um acompanhamento minucioso da estrela variável Cefeida ℓ Carinae durante os meses de março a junho com nossa orientação. Foram efetuadas 74 estimativas da magnitude visual pelo método de Pickering com uso de binóculos. A curva de luz obtida indicou magnitudes de 3,3 e 4,1, respectivamente, no máximo e no mínimo. O período foi medido, resultando em 35,94 dias (FUJIWARA et al., 2011). Embora todos os alunos já conhecessem os conceitos necessários de reconhecimento do céu e astronomia de posição para localizar a estrela, nenhum deles tinha experiência anterior em estimar magnitudes visualmente. A seguir, iremos utilizar os dados por eles obtidos e a relação período-luminosidade segundo a formulação de BENEDICT et al. (2007) para demonstrar o cálculo da distância de ℓ Carinae. Usemos inicialmente a equação (2) para obter a magnitude absoluta M_V :

$$M_V = -2,43 (\log P - 1) - 4,05$$

$$M_V = -2,43 (\log (35,94) - 1) - 4,05$$

$$M_V = -5,40$$

Para a extinção interestelar no caso de ℓ Carinae, a referência de BENEDICT et al. (2007) indica $A_V = 0,52$. Assim, usando agora a equação (4) para calcular a distância, temos:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 + A_V$$

$$3,7 + 5,40 = 5 \log D - 5 + 0,52$$

$$D = 520 \text{ parsecs}$$

Como se compara esse resultado com aqueles obtidos por pesquisadores profissionais com equipamentos bem mais sofisticados? Em DAVIS et al. (2009) podemos encontrar uma listagem de sete resultados para a distância de ℓ Carinae, obtidos modernamente por pesquisadores com o uso de métodos e instrumentais variados (incluindo o satélite *Hipparcos* e o *Hubble Space Telescope*). As distâncias obtidas por esses diversos processos variaram entre 485 ± 64 parsecs e 566^{+24}_{-16} parsecs, o que é bastante consistente com o resultado de 520 parsecs obtido através das observações feitas com simples binóculos pelo grupo de alunos. Pode-se concluir que, desde que as observações sejam feitas de acordo com a técnica correta, de maneira criteriosa e com esmero (como foi o caso desse grupo de alunos), o uso prático da relação P-L pode produzir resultados muito satisfatórios, mesmo com instrumental modesto.

12.1.5 Conclusões e desdobramentos. Cálculo dos parâmetros físicos da estrela

Pode-se depreender dos tópicos anteriores que a relação período-luminosidade das Cefeidas constitui uma das formas mais seguras e confiáveis de medir distâncias em Astronomia – problema que era um dos maiores obstáculos ao desenvolvimento da Astrofísica e da Cosmologia até o início do século XX. As Cefeidas são estrelas muito luminosas e são encontradas em todos os tipos de galáxias. Em consequência, podem ser usadas como indicadores de distância para objetos que se situam em uma gama muito ampla de distâncias: desde dezenas de anos-luz até dezenas de milhões de anos-luz. Por tudo isso, elas se converteram no elo que faltava para estabelecer o que modernamente se chama de “escala cósmica de distância” (ou, na terminologia inglesa, “*cosmic distance ladder*”): a sucessão de métodos e técnicas usadas pelos pesquisadores para calcular as distâncias astronômicas, possibilitando o estudo da estrutura e evolução do Universo.

Finalmente, é relevante comentar que, uma vez que a distância de uma Cefeida qualquer tenha sido calculada, é possível determinar também vários parâmetros físicos intrínsecos da estrela, a partir de equações conhecidas e disponíveis na literatura astronômica. Vejamos alguns deles:

1. A luminosidade da estrela em relação ao Sol pode ser estimada a partir da sua magnitude absoluta (obtida pela relação período-luminosidade). Basta aplicarmos a lei de Pogson, na forma já vista no item 5.7 do capítulo 5:

$$M_{\odot} - M_V = 2,5 \log (L_V / L_{\odot}) \quad (12.5)$$

Lembramos que, nessa equação, (M_{\odot} e L_{\odot}) e (M_V e L_V) representam respectivamente a magnitude absoluta e a luminosidade do Sol e as da estrela sob análise. Como exemplo: no caso de ℓ Carinae que vimos no item anterior, havia sido obtida $M_V = -5,40$. A magnitude absoluta do Sol é uma constante bem conhecida, cujo valor é $M_{\odot} = +4,83$. Substituindo na equação (12.5),

$$4,83 + 5,40 = 2,5 \log (L_V / L_{\odot})$$

$$\log (L_V / L_{\odot}) = 4,09$$

$$(L_V / L_{\odot}) = \mathbf{12.300}$$

Esse resultado indica que ℓ Carinae emite uma energia 12.300 vezes maior que o Sol a cada segundo.

- Podemos também estimar a massa \mathcal{M} da estrela, se usarmos uma equação que exprima a relação entre massa e luminosidade para as variáveis Cefeidas. Essa equação está disponível na literatura (STOBIE, 1969):

$$\log (\mathcal{M} / \mathcal{M}_{\odot}) = 0,28 \log (L_V / L_{\odot}) - 0,35 \quad \mathbf{(12.6)}$$

Para nosso exemplo de ℓ Carinae, substituindo os valores numéricos, temos:

$$\log (\mathcal{M} / \mathcal{M}_{\odot}) = 0,28 \times 4,09 - 0,35$$

...resultando $(\mathcal{M} / \mathcal{M}_{\odot}) = \mathbf{6,24}$. Podemos concluir assim que nossa Cefeida ℓ Carinae possui massa equivalente a mais de seis vezes a massa solar.

- O raio da estrela pode ser estimado a partir de uma equação que exprima a relação entre os períodos e os raios das Cefeidas. Essa equação está também disponível na literatura (TURNER; BURKE, 2002):

$$\log (R_V / R_{\odot}) = 1,064 + 0,750 \times \log P \quad \mathbf{(12.7)}$$

Para nosso exemplo de ℓ Carinae, substituindo o valor obtido para P, temos:

$$\log (R_V / R_{\odot}) = 2,23$$

...ou seja, $(R_V / R_{\odot}) = \mathbf{170}$. Nossa estrela tem raio equivalente a 170 raios solares.

- A temperatura efetiva da estrela pode ser estimada aplicando a equação de Stefan-Boltzmann, que vimos no item 6.1.3 do capítulo 6:

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4 \quad \mathbf{(12.8)}$$

Como L e R (em unidades solares) já foram calculados nas etapas 1 e 3 acima, basta substituir nessa fórmula os valores numéricos bem conhecidos da constante de Stefan-Boltzmann ($\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\text{K}^{-4}\cdot\text{s}^{-1}$), da luminosidade solar ($3,9 \times 10^{33} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1}$) e do raio solar ($6,96 \times 10^{10} \text{ cm}$). Resulta, aproximadamente, $T = \mathbf{4.680 \text{ K}}$, o que indica que a temperatura efetiva de ℓ Carinae é pouco menor que a solar (5.780 K).

Todos os resultados obtidos para ℓ Carinae nesse experimento observacional foram comparados com os dados existentes na literatura astronômica para essa estrela

(DAVIS et al., 2009; BENEDICT et al., 2007; TURNER, 2010), mostrando-se perfeitamente compatíveis.

12.2 As Miras e as fases finais da evolução estelar

No Capítulo 9 (item 9.6.1.6) estudamos as características gerais das variáveis Miras. Já sabemos que todas elas são gigantes vermelhas das classes espectrais M, N, R e S. Vimos também que suas temperaturas efetivas (da ordem de 3.000 K a 3.500 K) são as mais baixas entre todas as variáveis; que elas pulsam com as mais altas amplitudes conhecidas; e que seus períodos (na maior parte dos casos entre 150 e 450 dias) não são perfeitamente regulares, oscilando levemente (em menos de 5%) de ciclo para ciclo. Tendo em mente esses fatos, iremos agora nos concentrar nos aspectos relativos à evolução dessas estrelas e na sua relação com as possibilidades da observação visual.

12.2.1 Aspectos evolutivos das Miras

As Miras representam o fim de um importante estágio da evolução das estrelas de baixa massa, como o Sol: a região AGB (*asymptotic giant branch*, ou “ramo assintótico das gigantes”). Lembramos que nessa fase de sua evolução, a estrutura da estrela é constituída por um núcleo de carbono e oxigênio inerte e degenerado, circundado primeiramente por uma camada esférica de hélio em processo de fusão, em seguida por uma segunda camada envolvendo a primeira (na qual o hidrogênio está se convertendo em hélio) e finalmente pelo gigantesco envoltório de hidrogênio inerte com diâmetro centenas de vezes o solar (ver a respeito o capítulo 8, item 8.4.1.3). Devido às imensas dimensões que elas assumem nessa fase evolutiva, sua luminosidade aumenta drasticamente: com efeito, a etapa AGB é a fase de maior luminosidade durante *toda a vida* das estrelas de baixa massa. Também como consequência do aumento do diâmetro, a matéria da atmosfera mais externa se torna muito fracamente ligada gravitacionalmente, e elas começam a devolver ao meio interestelar uma fração significativa da sua massa total.

Os longos períodos e as grandes amplitudes de variação das Miras as convertem em alvos ideais para a observação visual ao longo de décadas, em especial para monitorar o comportamento dos seus períodos e amplitudes e registrar suas oscilações a longo prazo. Como é praticamente inviável obter tempo de observação nos grandes telescópios profissionais para esse tipo de atividade, esse monitoramento fica quase integralmente a cargo dos astrônomos amadores, estruturados em associações como a AAVSO². É dessa forma que se torna possível conseguir dados observacionais visuais para correlacioná-los aos modelos teóricos que tentam descrever tanto a perda de

² Ver a respeito o exemplo do comportamento do período de Mira Ceti, descrito no Capítulo 11, item 11.2.2.

massa para o espaço interestelar como os fenômenos que estejam ocorrendo nas camadas internas da estrela. Por exemplo, imagens da estrutura de certas nebulosas planetárias jovens feitas pelo telescópio espacial *Hubble* sugerem que a perda de massa da estrela central possa ter ocorrido na forma de pulsos, numa escala de tempos de décadas ou séculos. A existência de pulsos nessas mesmas escalas temporais é confirmada por curvas de luz da AAVSO e pelos diagramas (O-C) correspondentes (WILLSON, 2000).

Os períodos e amplitudes das Miras (bem como as suas oscilações) podem revelar informações importantes sobre suas massas, idades e metalicidades. No entanto, para o papel de indicadores de distância, as Miras não são tão eficientes quanto as Cefeidas. O motivo para isso é que é bem mais difícil definir uma relação período-luminosidade precisa para as Miras. Isso se deve principalmente às grandes variações da amplitude de ciclo para ciclo, que causam uma dispersão da ordem de pelo menos 0,5 magnitude entre máximos sucessivos nas observações visuais (FEAST, 2004). Os melhores resultados para relações P-L das Miras são obtidos nas observações feitas na chamada região do infravermelho próximo (um comprimento de onda em torno de 22.000 angstroms). Nessa faixa do espectro (chamada “banda K”), elas emitem energia em maior intensidade do que na faixa da luz visível e as oscilações na amplitude são bem menores (PERCY, 2007). Talvez a mais eficiente das relações P-L para as Miras disponível até o momento seja aquela desenvolvida por Feast (2004). Sua expressão é vista na equação (12.9), em que a magnitude absoluta é medida na banda K:

$$M_K = -3,47 (\pm 0,19) \log P + 1,00 (\pm 0,08) \quad (12.9)$$

Mesmo essa relação, todavia, não possui o grau de precisão encontrado nas relações P-L das Cefeidas clássicas. Por isso, o uso das Miras para estabelecimento de escalas de distâncias ainda é algo limitado.

A maior parte das Miras apresenta períodos de pulsação bastante estáveis ao longo de décadas ou séculos: as pequenas oscilações de ciclo para ciclo, como vimos, raramente ultrapassam 5% do valor do período. Existe, no entanto, um reduzido grupo de Miras que apresenta uma peculiaridade notável: seus períodos apresentam grandes mudanças em uma escala de tempo muito curta (anos). Entre elas, Zijlstra e Bedding (2002) identificaram três tipos de variação:

- Variações contínuas: este grupo de Miras apresentou um significativo aumento (ou decréscimo) *contínuo* do período, sem nenhuma indicação de estabilização durante a escala de tempos observada. Zijlstra e Bedding detectaram quatro estrelas nessas condições: R Aquilae, R Hydrae, RU Vulpeculae e W Draconis.
- Variações abruptas: esta classe mostra mudanças rápidas e repentinas no período de pulsação, depois de uma longa fase de estabilidade. Dois são os

exemplos desse comportamento citados pelos autores: BH Crucis e T Ursae Minoris.

- Variações erráticas: este grupo compreende Miras cujo período pode aumentar e/ou diminuir de forma irregular e imprevisível. Zijlstra e Bedding relacionaram quatro estrelas nessas condições: R Normae, S Orionis, T Cephei e W Hydrae. Em comparação com os dois tipos anteriores, os autores constataram que as variações de período são menores e que todas as estrelas desse grupo apresentam períodos médios muito longos (400 dias ou mais).

Quão comuns são essas variações do período de pulsação em toda a população de Miras? Zijlstra e Bedding demonstraram que, de forma geral, elas são muito raras: apenas 1% a 2% do total das Miras apresentam variações contínuas. Um número ainda menor (abaixo de 1%) mostra flutuações abruptas. Já o número de estrelas com variações aleatórias não está bem estabelecido, mas estima-se que possa chegar a 15% das Miras que possuem períodos médios superiores a 400 dias, e que possivelmente quase todas as Miras com períodos médios acima de 500 dias possuam algum tipo de instabilidade nos períodos. Claramente, essa é uma área de pesquisa em que será necessário um monitoramento intensivo de um grande número de Miras – não só para refinar as estatísticas acima e eventualmente identificar novas estrelas que sigam esse comportamento incomum, como também para fornecer dados que possibilitem o estabelecimento de modelos teóricos que o expliquem. Claro que isso implica em um acompanhamento visual regular e sistemático de um razoável número de estrelas pelo observador interessado; mas a boa notícia nesse caso é que a maioria delas é acessível à observação com equipamentos modestos. Enfim, esse é um projeto que está ao alcance de boa parte dos astrônomos amadores, bem como de professores e alunos do Ensino Médio que tenham completado os capítulos precedentes deste trabalho e que tenham interesse em prosseguir no estudo das estrelas variáveis, colaborando em uma atividade de real validade científica. Exatamente por isso, no tópico a seguir sugerimos o monitoramento sistemático de uma amostra de cinco Miras especialmente interessantes, cujos períodos têm sofrido mudanças relevantes nos últimos anos.

12.2.2 Um projeto observacional: Miras com mudanças nos períodos

Seleção das estrelas para o projeto: A AAVSO possui em seu banco de dados VSX observações de mais de 1.500 variáveis Miras. Dentre essas, 547 Miras foram selecionadas por Templeton, Mattei e Willson (2005) para análise estatística de possíveis variações seculares nos períodos. Cerca de 10% da amostra mostrou indícios de variações em uma escala de tempo de décadas (com um nível de confiança de 95%), e em 1,6% delas a análise indicou significativas mudanças de período monotônicas (continuamente crescentes ou decrescentes), com níveis de confiança acima de 99,9%. A partir da pesquisa desses autores, selecionamos para este projeto cinco Miras importantes, como sempre assumindo que seja mais conveniente que a

observação seja realizada às primeiras horas da noite e não durante a madrugada. Durante a maior parte dos seus ciclos, todas são suficientemente brilhantes para serem observadas com pequenos telescópios, desde que não haja poluição luminosa excessiva. A relação é vista na Tabela 12.2 (incluímos no Apêndice A deste capítulo as cartas AAVSO para as estrelas nela recomendadas). Uma descrição mais detalhada de cada estrela e da sua situação evolutiva é vista em sequência.

Estrela	Ascensão reta (J2000)	Declinação (J2000)	Magnitudes (V)	Período VSX (dias)	Melhor época para observação
BH Cru	12h16m16s	-56°17'09"	6,5 – 10	521	março - setembro
R Hya	13h29m42s	-23°16'52"	3,5 – 10,9	380	março - setembro
R Cen*	14h16m34s	-59°54'49"	5,2 – 11,6	502	março - setembro
R Nor*	15h35m57s	-49°30'28"	6,5 – 13,9	496	abril - outubro
R Aql	19h06m22s	+08°13'48"	5,3 – 12	270	agosto - dezembro

Tabela 12.2 – Miras selecionadas para este projeto observacional. As estrelas indicadas pelo asterisco possuem duplos máximos. (Dados de SAMUS et al., 2017 e de AAVSO/VSX, 2017.)

Considerações adicionais:

Os períodos indicados na Tabela 12.2 foram recolhidos do banco de dados VSX da AAVSO, que costuma atualizar esses valores sempre que uma nova pesquisa específica a respeito de cada estrela é publicada. Assim, eles devem ser considerados como uma orientação apenas, não se depreendendo (devido à natureza variável dos períodos) que os valores sejam precisamente os listados acima na época em que as observações forem realizadas.

Este é tipicamente um projeto de longo prazo: as estimativas de magnitude podem ser realizadas uma vez a cada dez dias, porém é conveniente que os trabalhos observacionais abranjam pelo menos um ciclo completo da estrela. Ao fim desse intervalo, o período poderá ser calculado usando-se o programa VSTAR, da maneira descrita no capítulo 11, item 11.2.2. No ínterim, estimula-se que o observador remeta

suas estimativas à AAVSO e verifique suas medidas com as de outros membros da associação.

Detalhamento de cada estrela do programa:

R Hydrae (R Hya) é a terceira estrela mais brilhante entre as Miras, a terceira variável dessa classe a ser descoberta (por Maraldi, em 1704) e a primeira na qual foi identificada com certeza (por Olbers, em 1841) a existência de variações seculares no período. Durante mais de três séculos, a estrela tem apresentado uma queda contínua no período de pulsação, desde 495 dias no início do século XVIII até o valor atual de cerca de 380 dias: um declínio médio de aproximadamente 0,6 dia por ano (ZIJLSTRA; BEDDING; MATTEI, 2002). Esses autores estimaram para R Hya uma distância de 165 parsecs, uma luminosidade da ordem de 10.000 vezes a solar e uma massa provável em torno de 2 massas solares, estando situada no pico da região AGB; eles aventam a possibilidade de que o decréscimo do período nos últimos séculos possa estar relacionado a um episódio importante de perda de massa ocorrido por volta dos anos 1700-1750, por sua vez causado por um pulso térmico na camada interna da estrela em que o hélio está em fusão (um fenômeno também conhecido como “*helium-shell flash*”). Segundo Zijlstra e Bedding (2002), um evento semelhante se repetiria aproximadamente a cada 10^4 anos. Essa hipótese da redução do período de R Hya ser relacionada a uma fase de “pós-pulso térmico”, por sinal, é compartilhada por outros autores, como Percy (2007) ou Uttenthaler et al. (2011). Nessa premissa, seria de se esperar que o período da estrela continue caindo no futuro – e por isso é muito importante que R Hya continue a ser monitorada. A evolução secular do período de R Hya é vista na Figura 12.3.

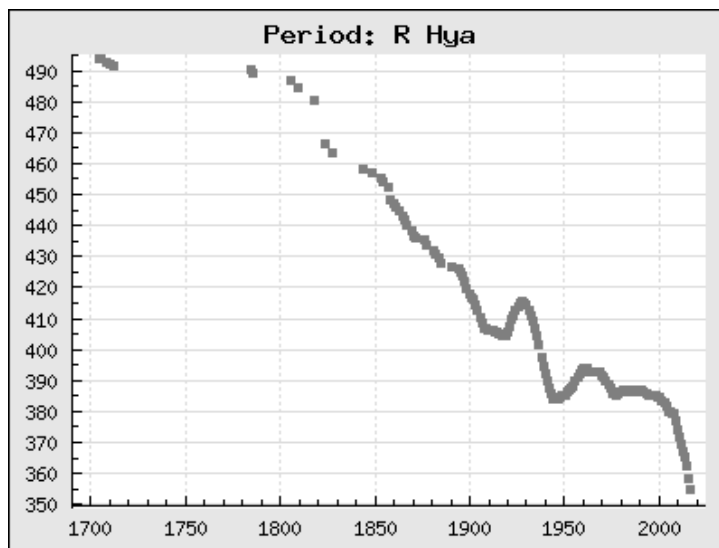


Figura 12.3 – Evolução do período de R Hya entre 1700 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Aquilae (R Aql), em muitos aspectos, parece atravessar um estágio evolutivo semelhante ao de R Hya. Desde meados do século XIX, a estrela tem apresentado uma queda regular e contínua no período, da ordem de 0,4 dia por ciclo (GREAVES; HOWARTH, 2000). Na mesma linha, Zijlstra e Bedding (2002) apontam uma queda no período desde 365 dias (por volta de 1850) até 275 dias (em 2002), sem indicações de estabilidade nos ciclos ao longo do tempo. Essa evolução é demonstrada na Figura 12.4. Tanto Hawkins, Mattei e Foster (2001) quanto Uttenthaler et al. (2011) sugerem que o decréscimo do período de R Aql é resultante de um *helium-shell flash* (o mesmo mecanismo responsável pela queda no período de R Hya, mas talvez ocorrido há mais tempo). Nesse caso, da mesma forma é esperada a continuidade da redução gradual do período de R Aql ao longo dos próximos anos. A comprovação dessa previsão dependerá, evidentemente, do prosseguimento do monitoramento visual da estrela.

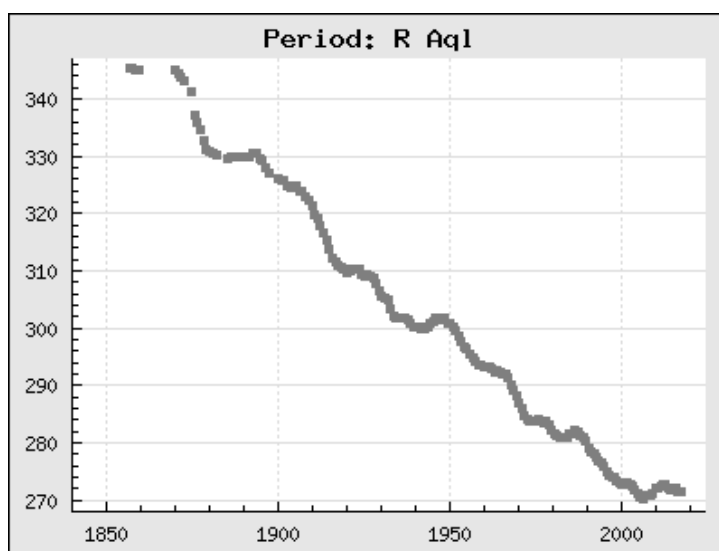


Figura 12.4 – Evolução do período de R Aql entre 1850 e 2017. Note-se a similaridade com a Figura 12.3; R Aql, no entanto, apresenta uma queda de brilho mais regular. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Centauri (R Cen): Esta fascinante estrela também tem apresentado ciclos gradualmente mais curtos desde meados do século XIX; todavia, ela mostra duas peculiaridades: sua queda de período tem se dado de forma mais rápida que em R Aql e não é tão contínua e homogênea quanto naquela: no caso de R Cen, nota-se uma época de descontinuidade e mesmo um breve aumento temporário do período entre 1920 e 1950 (ver Figura 12.5). Após 1951, no entanto, a duração do período tem caído rapidamente, de 550 dias até 502 dias na atualidade: um encurtamento da ordem de 1 dia a cada ano (HAWKINS; MATTEI; FOSTER, 2001). Esses autores, embora considerem válido o modelo dos *helium-shell flashes* também para R Cen, argumentam que eventuais correntes de convecção intensas poderiam amortecer a pulsação da estrela e causar a redução do período; como alternativa, sugerem que R Cen poderia estar migrando do tipo Mira para a classe semi-regular através de uma mudança em seu

modo de pulsação. Nesse caso, especulam se R Cen poderia praticamente parar inteiramente de pulsar durante uma etapa relativamente curta – ou se, ao contrário, sofreria uma espécie de “rebote” e voltaria a aumentar o período novamente.

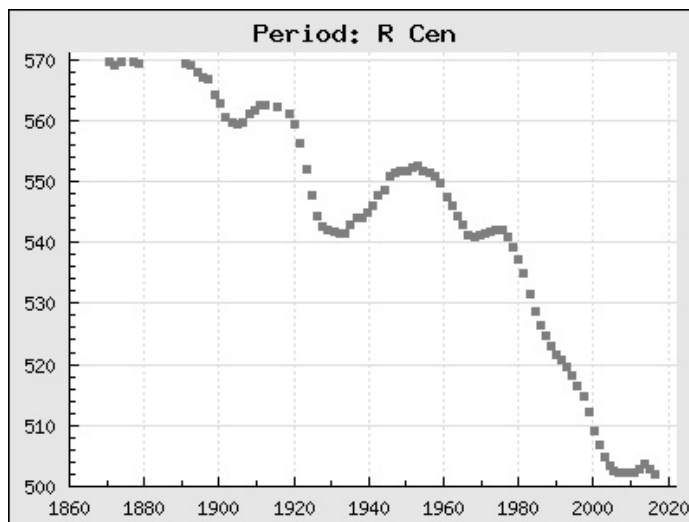


Figura 12.5 – Evolução do período de R Cen entre 1870 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

Além disso, R Centauri é uma das pouquíssimas Miras que apresentam máximos duplos alternados (ver Figura 12.6), sendo um deles mais intenso que o outro. Em CAMPBELL; JACCHIA (1941) é apontada essa peculiaridade, bem como a semelhança entre a curva de luz de R Cen e as das variáveis supergigantes amarelas do tipo RV Tauri. De acordo com Hawkins, Mattei e Foster (2001), existem duas hipóteses que poderiam explicar o fenômeno dos duplos máximos: uma possível ressonância³ entre dois modos de pulsação (uma situação que é observada nas estrelas RV Tauri), o que justificaria a escassez de Miras que apresentam essa característica. Alternativamente, esses autores sugerem que a duplicidade de máximos poderia ser um eventual fenômeno de curta duração na evolução das gigantes vermelhas. Como se vê, no caso de R Centauri temos mais questões abertas do que certezas. Claramente, a continuidade do seu monitoramento será essencial para resolvê-las.

³ Em Física, chama-se “ressonância” ao fenômeno que ocorre quando um sistema recebe energia por meio de excitações que tenham frequência igual à sua frequência natural de vibração. Como resultado, o sistema passa a vibrar com amplitudes cada vez maiores.

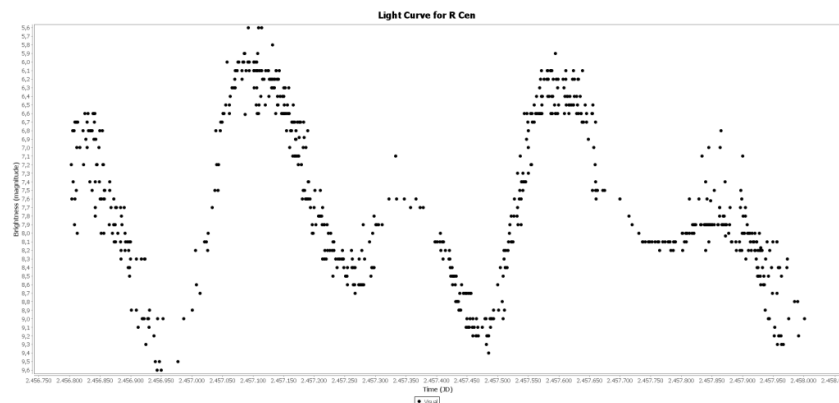


Figura 12.6 – Curva de luz de R Cen de 2014 a 2017. Notar os duplos máximos. (Crédito: AAVSO.)

BH Crucis (BH Cru) Esta estrela é talvez o melhor exemplo da segunda categoria (variações abruptas) da classificação de Zijlstra e Bedding (2002). Desde a descoberta de sua variabilidade em 1969, BH Cru aumentou rapidamente seu período até fins do século XX, quando *reverteu* esse processo bruscamente e passou a mostrar períodos cada vez mais curtos (ver Figura 12.7).

Uttenthaler et al. (2011) ressaltam que, ao contrário de todas as outras estrelas descritas aqui, BH Crucis não apresenta em seu espectro as bandas de TiO (óxido de titânio) tão características das Miras; em compensação, aparecem linhas proeminentes de moléculas de carbono e sódio, indicando uma temperatura provavelmente muito baixa (da ordem de 3.000 K). Tudo isso caracteriza BH Cru como uma estrela da rara classe espectral C, as chamadas “estrelas de carbono” (ver Capítulo 7, item 7.1.2). Segundo os mesmos autores, as mudanças no período de pulsação e no espectro de BH Cru podem ser atribuídas a um episódio recente de dragagem⁴ que tenha aumentado o teor de carbono em sua superfície. Eles destacam ainda que, assim como R Hya, BH Crucis apresenta indícios de ter sofrido um pulso térmico recente. Essas conclusões parecem estar em linha com um estudo fotométrico feito por Walker (2009), que menciona especificamente que todas as indicações da fotometria (evoluções do período, magnitude e cor) apontam que BH Cru deva ter sofrido algum evento anômalo entre 1983 e 1986.

⁴ As dragagens (“*dredge-ups*”) são fases da evolução das estrelas em que o material da superfície é transportado (por convecção) para as camadas internas nas quais estejam ocorrendo processos de fusão, retornando à superfície a seguir enriquecido pelos produtos da fusão. No caso das estrelas AGB, uma dragagem ocorre depois de cada *helium-shell flash*, trazendo carbono e hélio à superfície; se o processo é repetido várias vezes, o carbono toma o lugar das moléculas de oxigênio como dominante no espectro e uma “estrela de carbono” é criada (KWOK, 2000). Esse parece ser precisamente o caso de BH Crucis.

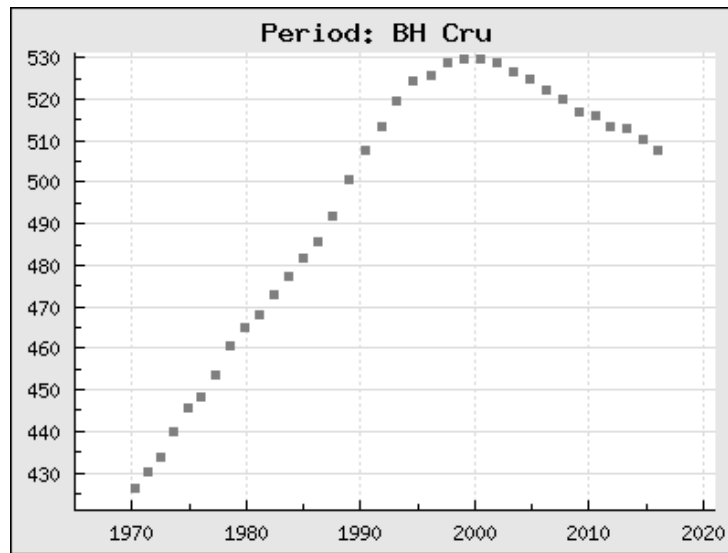


Figura 12.7 – Evolução do período de BH Cru entre 1970 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Normae (R Nor) é o exemplo mais significativo da classe das Miras que apresentam variações erráticas de período, segundo a classificação de Zijlstra e Bedding (2002). Ao longo de todo o século XX, o período de R Nor tem oscilado em torno de 500 dias, ora crescendo, ora encurtando, porém sempre se mantendo dentro de uma faixa de ± 15 dias daquela média (Figura 12.8).

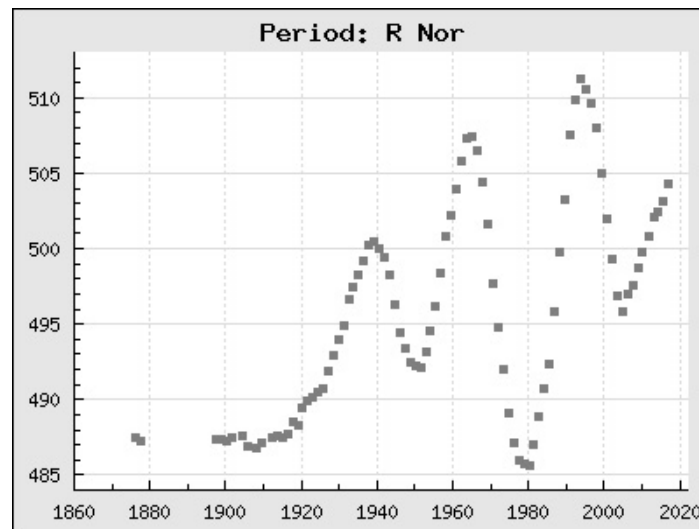


Figura 12.8 – Evolução do período de R Nor entre 1900 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Normae possui outra peculiaridade notável: assim como R Centauri, ela apresenta duplos máximos em seus ciclos. Conhecem-se apenas três Miras na Galáxia com essa característica (R Cen, R Nor e U Canis Minoris). Os duplos máximos são evidenciados pelo diagrama de fase de R Nor (Figura 12.9). Lebzelter et al. (2005) argumentam que esse tipo de fenômeno só ocorre em certas Miras de massa relativamente alta (entre três e cinco massas solares) e que é causado por uma possível ressonância entre dois modos de pulsação – o que, por sinal, é a mesma hipótese aventada por Hawkins, Mattei e Foster (2001) para explicar os duplos máximos de R Centauri.

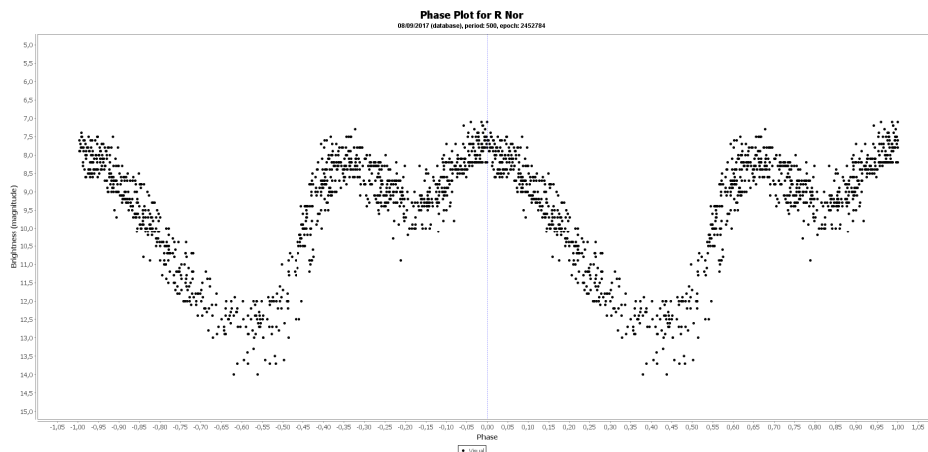


Figura 12.9 – Diagrama de fase de R Nor de 2003 a 2017. (Crédito: AAVSO.)

Uttenthaler et al. (2011) assinalam que todas as Miras que exibem variações erráticas de período (como é o caso de R Normae) apresentam superabundância do elemento químico lítio (Li) em seus espectros, e que R Nor não é exceção: seu teor de lítio é mais de 3.000 vezes maior que no Sol. Segundo esses autores, isso significa não só que R Nor é uma estrela bastante massiva, como também que ela possui correntes de convecção intensas entre as camadas internas nas quais o hidrogênio e o hélio estão em fusão (uma situação conhecida como “*hot bottom burning*”, ou HBB): nessas condições, o material das duas camadas se mistura e é ativado um processo conhecido como “mecanismo de Cameron-Fowler”, que produz lítio sob condições nas quais esse elemento não é destruído de imediato por reações termonucleares; isso impediria também o transporte de grandes quantidades de carbono para a superfície, como acontece no caso de BH Crucis. Eles ressaltam ainda que esses processos seriam possíveis se a massa da estrela fosse da ordem de 4 massas solares (o que é bastante consistente com o proposto por Lebzelter et al., 2005).

12.3 Projetos observacionais com outros tipos de variáveis

As estrelas que relacionamos nos itens 12.1 e 12.2 (Cefeidas clássicas e Miras) constituem dois programas observacionais bastante simples, que podem ser efetuados

com instrumentos modestos e cujo objetivo é fornecer ao leitor uma primeira familiarização com a técnica e os princípios da fotometria visual, com os fundamentos da redução e análise dos dados e com a sua importância em Astrofísica. Mas, obviamente, eles não são mais do que uma pequena amostragem do que pode ser feito no estudo das estrelas variáveis. Uma vez realizados e obtida a proficiência esperada, o leitor já deverá ter a experiência necessária para passar a montar seus próprios programas observacionais. Uma boa forma de fazer esse planejamento é através do próprio website da AAVSO, no link “Observing / Observing Sections” (Observações / Seções Observacionais). Entre os vários outros tipos de variáveis (e sempre levando em conta os seus próprios interesses, sua disponibilidade, as condições do céu em seu local de observação e seus recursos instrumentais), ele poderá selecionar, por exemplo, estrelas variáveis de classes como:

- Variáveis cataclísmicas, como novas anãs, novas recorrentes, simbióticas ou mesmo novas clássicas, quando estas ocorrerem. Todas são importantes para o entendimento dos processos físicos que acontecem quando existe interação e troca de matéria entre duas estrelas componentes de um sistema binário. Aqui, no entanto, não são muitas as estrelas disponíveis para observação visual simples, com pequenos telescópios pequenos e em grandes cidades. Uma seleção pode ser feita na página inicial da seção, clicando-se em “CV Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.
- Binárias eclipsantes: outra área preferida por observadores visuais. Aqui a ênfase é em determinar com grande precisão os momentos de mínimo primário do eclipse de cada variável e analisar os resultados dentro do contexto de observações anteriores (através de diagramas (O-C)) para identificar possíveis variações dos períodos orbitais ou fenômenos de troca de massa (ver a respeito o exemplo de Beta Lyrae descrito no capítulo 10, item 10.7.2). Aqui também a seleção pode ser feita a partir da página inicial da seção, clicando-se em “EB Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.
- Variáveis de longo período, como semi-regulares e irregulares vermelhas, além naturalmente de outras Miras que não estão no projeto do item 12.2. Aqui o leque de estrelas para pequenos instrumentos é bem maior e a frequência de estimativas é de apenas dez dias em média. Boas escolhas para iniciantes. Da mesma forma que nos parágrafos anteriores, a seleção pode ser feita a partir da página inicial da seção, clicando-se em “LPV Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.
- Variáveis pulsantes de período curto (essa não é uma terminologia “oficial”, mas a AAVSO a usou para designar uma série de tipos de variáveis pulsantes cujos períodos não se encaixam como “longos”). Aqui estão várias preciosidades para a Astrofísica, como as Cefeidas clássicas (algumas das quais

já vimos no projeto do item 12.1), as W Virginis, as RR Lyrae, as Cefeidas anãs das classes Delta Scuti e SX Phoenicis etc. Algumas dessas classes (as de período muito curto, da ordem de horas) não se prestam muito para a observação visual, sendo preferível o uso de cameras CCD ou mesmo DSLR para a observação. Aqui também a seleção pode ser feita a partir da página inicial da seção, clicando-se em “SPP Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.

12.4 Atividades sugeridas (para professores)

No que diz respeito ao presente capítulo, caso o professor deseje propor aos alunos um experimento prático sobre a relação período-luminosidade das estrelas variáveis Cefeidas que não inclua a realização de estimativas de magnitude à noite, recomendamos vivamente o exercício “*The distance to M100 as determined by Cepheid variable stars*”, produzido pela ESA (European Space Agency) e pelo ESO (European Southern Observatory), e que está disponível em: <http://www.eso.org/public/products/education/edu_0064/>. Esse exercício utiliza observações reais de Cefeidas extragalácticas feitas pelo *Hubble Space Telescope*, reproduzindo o processo de cálculo da distância da galáxia M100 pela relação P-L e simulando o método seguido pelo Hubble Key Project para determinar a constante de Hubble e estimar a idade do Universo.

Encerramento do Guia de Estudos. Recomendações para futuras atividades

Se o leitor percorreu todos os capítulos do presente trabalho, resolveu os exercícios propostos e, principalmente, se praticou (passo a passo e seguindo à risca os cronogramas recomendados) todas as práticas e os programas observacionais aqui propostos, parabéns! Um ano já deve ter se passado, mas agora com certeza ele estará pronto para seguir com suas próprias pernas (e olhos...) neste fascinante caminho das estrelas variáveis. E, mais ainda, terá ganho a experiência suficiente para contribuir, com seu tempo e suas observações, para o crescimento da base de dados global sobre elas. Antes de encerrarmos, todavia, o autor se permite fazer uma última sugestão: o escopo deste trabalho foi didaticamente focalizado nas observações *visuais* feitas com pequenos instrumentos. Ou seja, usando seus próprios olhos como detectores (e não câmeras CCD, por exemplo). Escolhemos essa premissa tendo em mente as limitações monetárias infelizmente comuns em nosso país nas instituições públicas (e mesmo privadas) de ensino. Porém, agora que o leitor/professor já adquiriu certa prática astronômica, não irá querer se limitar a isso. A boa notícia é que algumas dessas restrições podem ser perfeitamente superadas. Vejamos como:

Se você é professor e tem alguns alunos que, em sua avaliação, sejam dotados de talento e interesse para seguir carreiras em ciência, você tem uma agradável responsabilidade em mãos: mostrar a eles os caminhos! Experimente entrar em contato com os websites dos seguintes telescópios robóticos do programa “Telescópios na Escola”:

- Observatório Abrahão de Moraes, pertencente ao IAG/USP, disponível em: <<http://www.telescopiosnaescola.pro.br/argus/index.php>>.
- Miniobservatório astronômico do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), disponível em: <<http://www.das.inpe.br/miniobservatorio/>>

Ambas as instituições disponibilizam gratuitamente, para professores e alunos de instituições de ensino públicas ou privadas, telescópios de 11 polegadas (28 cm) de abertura, operados remotamente via internet. Melhor ainda: usando câmeras CCD (que são câmeras dotadas de *chips* de alta sensibilidade, que permitem fazer excelentes imagens de objetos celestes em poucos segundos). As observações devem ser coordenadas por um professor, que deverá se registrar no site e solicitar a data desejada para observar. Num primeiro contato, é normal que ambos os observatórios sugiram que você realize para os alunos uma atividade pré-programada, do tipo “uma viagem pelo céu”, que mostra imagens de uma seleção de objetos esteticamente bonitos. OK, você pode fazer isso... no início (para inspirar os alunos e mostrar como uma observação remota é feita). Porém, não esqueça que o seu objetivo é outro: você quer ensinar a seus alunos como se faz ciência! Então, a sua tarefa muito simples: diga exatamente isso à equipe do observatório! Ligue para eles e especifique quais são os alvos (estrelas, com nomes e coordenadas) do programa que você quer desenvolver para seus alunos. Melhor ainda, diga *por que razões* você quer estudar essas estrelas. Converse com eles e ouça suas considerações. Peça as imagens no formato FITS, nunca em JPEG ou similar, senão você não vai poder usá-las para nada útil. Com base em uma experiência de quase trinta anos com CCDs e mais de dez no uso dos mesmos em ensino, o autor pode garantir que a sua solicitação será atendida com presteza e eficiência, e que eles ficarão extremamente satisfeitos em contribuir para o seu estudo e dos seus alunos.

Mas se você de fato quiser fazer observações com CCD, terá de se preparar mais um pouquinho! Como já mencionamos aqui, no escopo específico deste trabalho não incluímos deliberadamente as observações com detectores eletrônicos (talvez o façamos em outro trabalho no futuro). Por ora, sugerimos começar com dois passos:

- Ler o manual “The AAVSO Guide to CCD Photometry” (Guia AAVSO para fotometria CCD) preparado pela AAVSO e disponível em: <<https://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>>. Infelizmente, ainda não está disponível tradução para português, mas há em espanhol e francês, além evidentemente do inglês. O guia é gratuito.

- Visitar o site da EU-HOU (European Hands-on Universe), disponível em: <http://www.euhou.net/> . Trata-se de um primoroso programa de suporte e treinamento em Astronomia para os professores da União Europeia, que pode ser de imenso benefício também para os nossos educadores. Recomendamos navegar por todo o site (parte dele está disponível em português) e, em especial, baixar o software “SalsaJ” (que pode ser usado para a redução e análise das imagens FITS obtidas nos observatórios remotos acima citados) e treinar todos os exercícios vistos no link “Astronomy with SalsaJ” – se o professor desejar, já convidando para tanto seus alunos que demonstrarem maior aptidão e interesse para atividades de pesquisa – afinal, eles serão os nossos pesquisadores no futuro!

Boa sorte! E muito obrigado pela atenção e paciência na leitura deste trabalho.

Tasso A.J. Napoleão

Outubro de 2017

Referências bibliográficas para o Capítulo 12

AAVSO (American Association of Variable Stars Observers). Seções observacionais. Disponível em: <https://www.aavso.org/observers#sections>. Acesso em: 5 de setembro de 2017.

BAADE, W. The period-luminosity relation of the Cepheids. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 68, n. 400, p. 5-16, 1958. Disponível em: <http://adsabs.harvard.edu/abs/1956PASP...68....5B>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

BENEDICT, G.F. et al. Hubble Space Telescope fine guidance sensor parallaxes of galactic Cepheid variable stars: period-luminosity relations. *Astronomical Journal*, v. 133:4, p. 1810-27, 2007. Disponível em: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2007AJ....133.1810B>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

CAMPBELL, L.; JACCHIA, L. *The story of variable stars*. Philadelphia: The Blakiston Company, p. 111, 1941.

DAVIS, J. et al. Observations of the pulsation of the Cepheid ℓ Car with the Sydney University stellar interferometer. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 394:3, p. 1627, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009MNRAS.394.1620D>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

ESA/ESO. The distance to M100 as determined by Cepheid variable stars. Exercício nº 2 da coleção *The ESA/ESO Astronomy Exercise Series*, 2012. Disponível em: <http://www.eso.org/public/products/education/edu_0064/>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

FEAST, M.W. AGB variables as distance indicators. In: KURTZ, D.W.; POLLARD, K.R. (eds.), *Variable stars in the Local Group. Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 310, p. 304-12, 2004.

FEAST, M.W. Pulsating stars in globular clusters and their use. In: *10th Canary Islands Winter School of Astrophysics: globular clusters*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 251-90, 1999.

FERNIE, J.D. Classical Cepheids and galactic structure. In: STOBIE, R.S.; WHITELOCK, P.A. (eds.), *Astrophysical applications of stellar pulsation. Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 83; *Proceedings of IAU Colloquium 155*, p. 155-64, 1995.

FERNIE, J.D. The period-luminosity relation: a historical review. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 81, p. 707-31, 1969. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1969PASP...81..707F>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

FREEDMAN, W.L. et al. Final results from the Hubble Space Telescope Key Project to measure the Hubble Constant. *Astrophysical Journal*, v. 553, p. 47-72, 2001. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2001ApJ...553...47F>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

FUJIWARA, F. Comunicação privada. Curso de Técnicas de Observação, Clube de Astronomia de São Paulo (CASP), 2011.

GRACZYK, D. et al. The Araucaria Project: The distance to the Small Magellanic Cloud from late-type eclipsing binaries. *Astrophysical Journal*, v. 780, issue 1, article id. 59, 2014. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2014ApJ...780...59G>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

GREAVES, J.; HOWARTH, J.J. Further investigations of R Aquilae. *Journal of the British Astronomical Association*, v. 110, n. 3, p. 131-42, 2000. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2000JBAA..110..131G>>. Acesso em: 30 de agosto de 2017.

HAWKINS, G; MATTEI, J.A.; FOSTER, G. R Centauri: an unusual Mira variable in a Hershell flash. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 113:782, p. 501-6, 2001. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2001PASP..113..501H>> Acesso em: 30 de agosto de 2017.

HERTZSPRUNG, E. Über die räumliche Verteilung der Veränderlichen vom δ Cephei-Typus. *Astronomische Nachrichten*, v. 196, p. 201-8, 1913. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1913AN....196..201H>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

HOSKIN, M.A. The 'Great Debate': what really happened. *Journal for the History of Astronomy*, v. 7, p. 169-82, 1976. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1976JHA.....7..169H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, v. 15.3, p. 168-73, 1929b. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1929PNAS...15..168H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. A spiral nebula as a stellar system, Messier 31. *Astrophysical Journal*, v. 69, p. 103-58, 1929a. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1929ApJ....69..103H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. Cepheids in spiral nebulae. *The Observatory*, v. 48, p. 139-42, 1925. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1925Obs....48..139H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. *The realm of the nebulae*. 1^a ed., Yale University Press, 1936. 2^a ed., Dover Publications, 1958, p. 120-3.

HUBBLE, E.P; HUMASON, M.L. The velocity-distance relation among extra-galactic nebulae. *Astrophysical Journal*, v. 74, p. 43, 1931. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1931ApJ....74...43H>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

JOY, A.H. Rotation effects, interstellar absorption and certain dynamical constants of the galaxy determined from Cepheid variables. *Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington*, v. 607, p. 1-21, 1939. Disponível em:

<<http://adsabs.harvard.edu/abs/1939ApJ....89..356J>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

KARLSSON, T. Maxima and O-C diagrams for 489 Mira stars. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 41, p. 348-59, 2013. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/2940/>>. O banco de dados de Karlsson, atualizado em 2017, está disponível em: <<http://var.astronet.se/mirainfooc2.php>>. Acessos em 31 de agosto de 2017.

KRAGH, H. Historical aspects of post-1850 Cosmology. *AIP Conference Proceedings*, v. 1632:1, p. 3-26, 2014. Preprint disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1410.2753>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

KWOK, S. *The origin and evolution of planetary nebulae*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 199, 2000.

LANEY, C.D.; STOBIE, R.S. Visual and infrared extinction from Cepheid observations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 263, n. 4, p. 922, 1993. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1993MNRAS.263..921L>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

LEAVITT, H.S. 1777 variables in the Magellanic Clouds. *Annals of Harvard College Observatory*, v. 60, p. 87-108, 1908. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1908AnHar..60...87L>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

LEAVITT, H.S.; PICKERING, E.C. Periods of 25 variable stars in the Small Magellanic Cloud. *Harvard College Observatory Circular*, v. 173, p. 1-3, 1912. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1912HarCi.173....1L>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

LEBZELTER, T. et al. A study of bright Southern long period variables. *Astronomy and Astrophysics*, v. 431, p. 623-34, 2005. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2005A%26A...431..623L>> . Acesso em: 2 de setembro de 2017.

LEMAÎTRE, G. Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques. *Annales de la Société Scientifique de Bruxelles*, A47, p. 49-59, 1927. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1927ASSB...47...49L>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

LUMINET, J.P. Lemaître's Big Bang. *Proceedings of Frontiers of Fundamental Physics 14 (FFP14)*. Marseille, France: 2014. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1503.08304>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

MADORE, B.F.; FREEDMAN, W.L. Calibration of the extragalactic distance scale. In: APARICIO, A.; HERRERO, A.; SANCHEZ, F. (eds.), *Stellar Astrophysics for the Local Group: VIII Canary Islands Winter School of Astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press, 1998.

MATSUNAGA, N. et al. A lack of classical Cepheids in the inner part of the galactic disc. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 462:1, p. 414-20, 2016. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2016MNRAS.462..414M>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

PEDICELLI, S. et al. On the metallicity gradient of the galactic disk. *Astronomy and Astrophysics*, v. 504:1, p. 81-6, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009A%26A...504...81P>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

PERCY, J.R. *Understanding variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 209-17, 2007.

PONT, F. et al. Rotation curve and metallicity of the outer disk from Cepheids. In: STOBIE, R.S.; WHITELOCK, P.A. (eds.), *Astrophysical applications of stellar pulsation. Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 83; *Proceedings of IAU Colloquium 155*, p. 194-5, 1995.

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. Versão GCVS 5.1, 2017. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/cgi-bin/search.htm>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

SHAPLEY, H. Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. VI. On the determination of the distances of globular clusters. *Astrophysical Journal*, v. 48, p. 89-124, 1918. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1918ApJ....48...89S>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

SHAPLEY, H. Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. IX. Three notes on Cepheid variation. *Astrophysical Journal*, v. 49, p. 24-41, 1919. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1919ApJ....49...24S>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

SLIPHER, V.M. Spectrographic observations of nebulae. *Popular Astronomy*, v. 23, p. 21-4, 1915. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1915PA.....23...21S>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

SLIPHER, V.M. The radial velocity of the Andromeda Nebula. *Lowell Observatory Bulletin*, v. 1, p. 56-7, 1913. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1913LowOB...2...56S>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

STOBIE, R.S. Cepheid pulsation-III: Models fitted to a new mass-luminosity relation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 144, p. 511, 1969. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1969MNRAS.144..511S>>. Acesso em: 29 de agosto de 2017.

TEMPLETON, M.R.; MATTEI, J.A.; WILLSON, L.A. Secular evolution in Mira variable pulsations. *The Astronomical Journal*, v. 130:2, p. 776-88, 2005. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2005AJ....130..776T>>. Acesso em: 31 de agosto de 2017.

TRUMPLER, R.J. Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters. *Lick Observatory Bulletin*, n. 420, p. 154-88, 1930. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1930LicOB..14..154T>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

TURNER, D.G. The PL calibration for Milky Way Cepheids and its implications for the distance scale. *Astrophysics and Space Science*, v. 326:2, p. 219-31, 2010. Preprint disponível em: <<https://arxiv.org/abs/0912.4864>>. Acesso em: 29 de agosto de 2017.

TURNER, D.G.; BURKE, J.F. The distance scale for classical Cepheid variables. *Astronomical Journal*, v. 124, p. 2931-42, 2002. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2002AJ....124.2931T>>. Acesso em: 29 de agosto de 2017.

UTTENTHALER, S. et al. The evolutionary state of Miras with changing pulsation periods. *Astronomy & Astrophysics*, v. 531, id. A88, p. 1-11, 2011. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2011A%26A...531A..88U>> Acesso em: 31 de agosto de 2017.

VAN DEN BERGH, S. *The galaxies of the Local Group*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 9-12, 2000.

WALKER, W.S.G. BH Crucis: period, magnitude, and color changes. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 37, p. 87-95, 2009. Disponível em: <<https://www.aavso.org/media/jaavso/2633.pdf>>. Acesso em: 2 de setembro de 2017.

WILLSON, L.A. Amateur-professional partnership for understanding the nature of variable stars. In: PERCY, J.R.; WILSON, J. B. (eds.), *Amateur-professional partnerships in Astronomy*. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 220, p. 54-6, 2000.

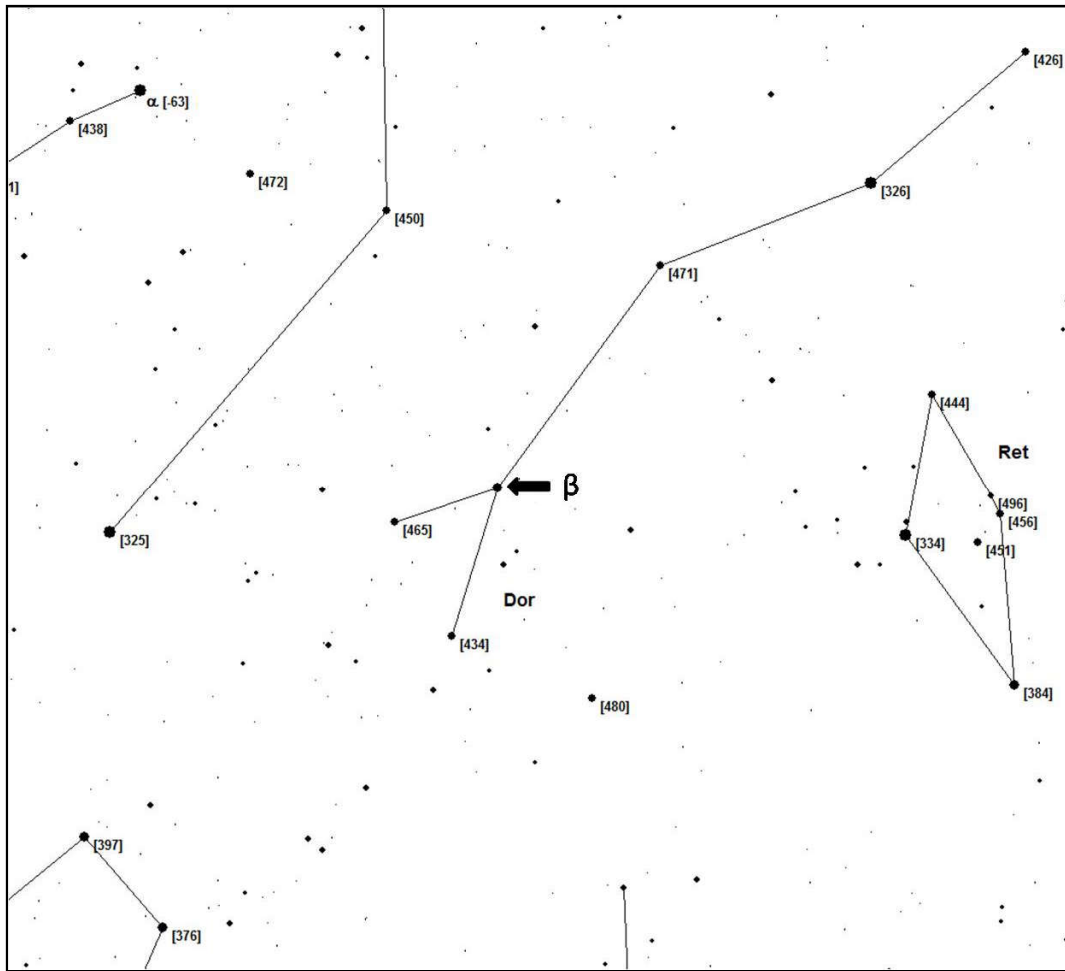
ZIJLSTRA, A.A.; BEDDING, T.R. Period evolution in Mira variables. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 31, p. 2-10, 2002. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2002JAVSO..31....2Z>>. Acesso em: 30 de agosto de 2017.

ZIJLSTRA, A.A.; BEDDING, T.R; MATTEI, J.A. The evolution of the Mira variable R Hydrae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 334:3, p. 498-510, 2002. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2002MNRAS.334..498Z>>. Acesso em: 30 de agosto de 2017.

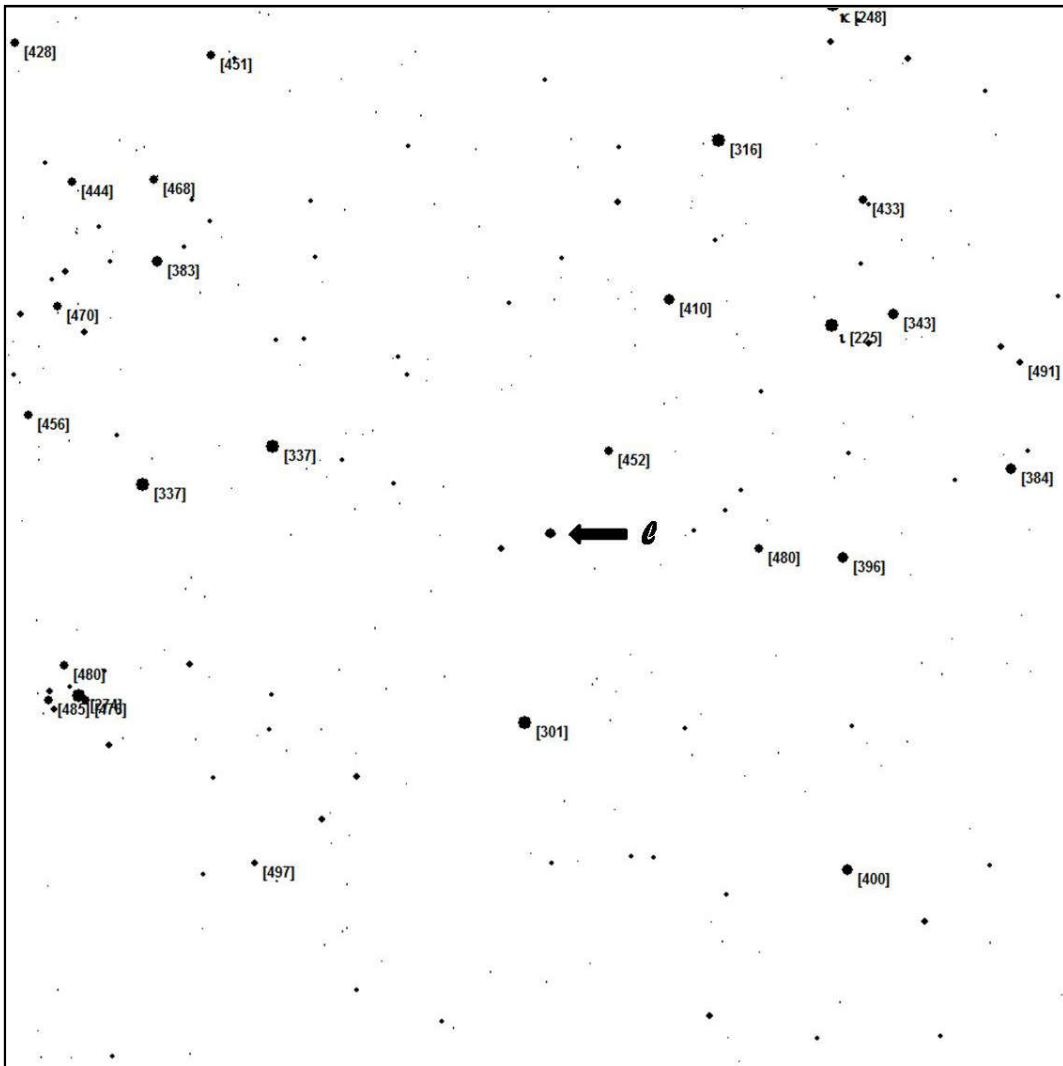
%%%%%%%%%%%%%%%%%

APÊNDICE A, CAPÍTULO 12

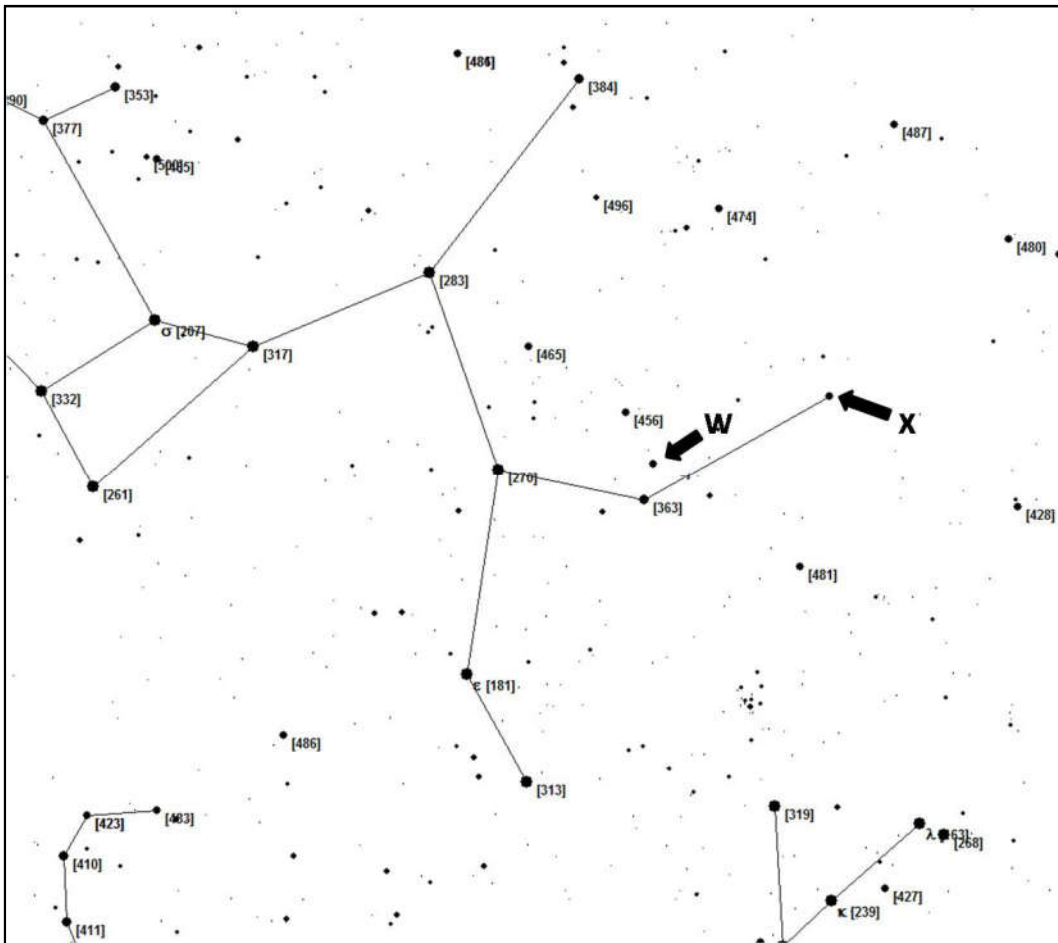
MAPAS PARA A OBSERVAÇÃO DAS ESTRELAS DOS PROJETOS PROPOSTOS



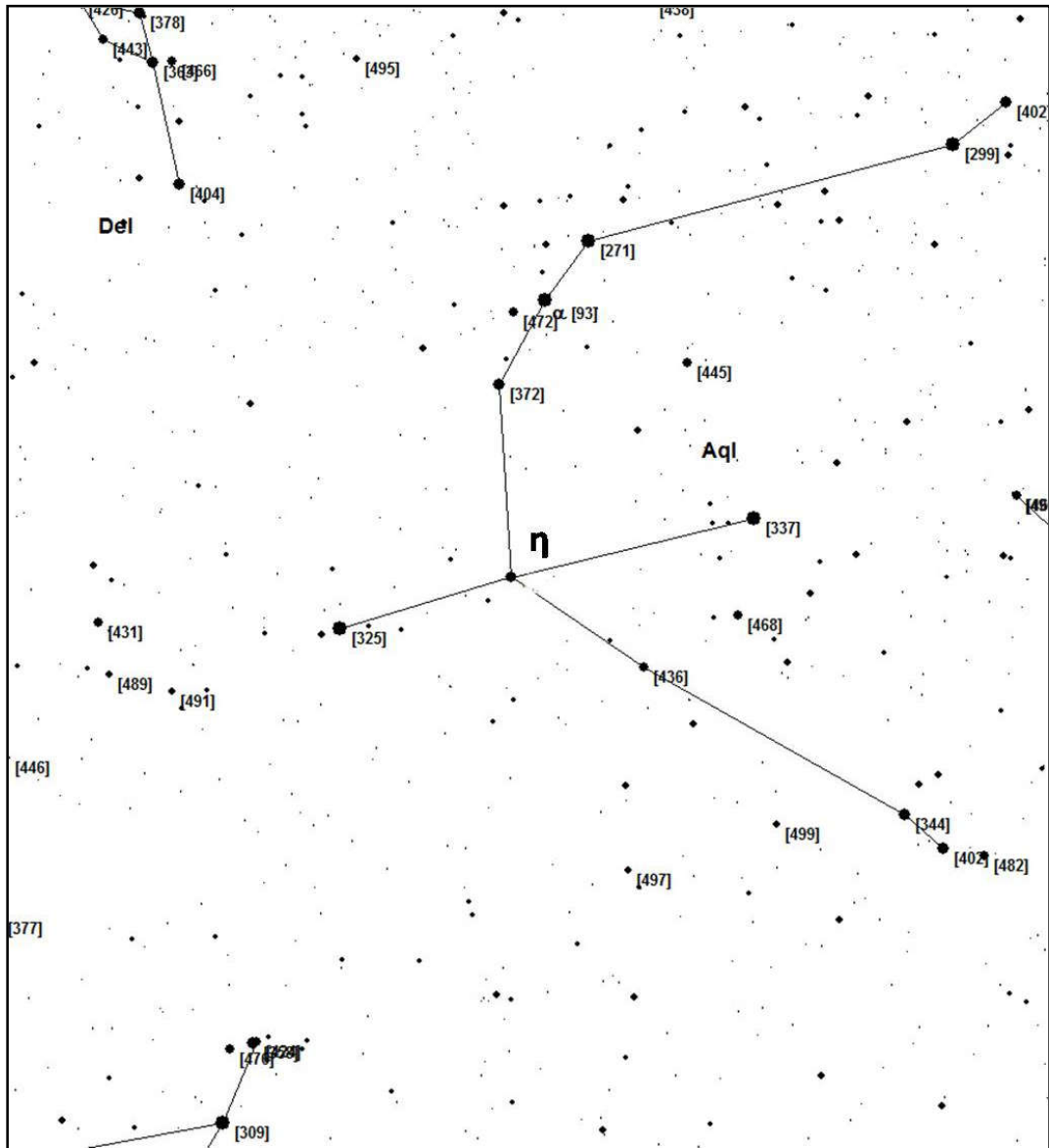
Mapa 1 – Carta de busca para a Cefeida Beta (β) Doradus (seta). Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



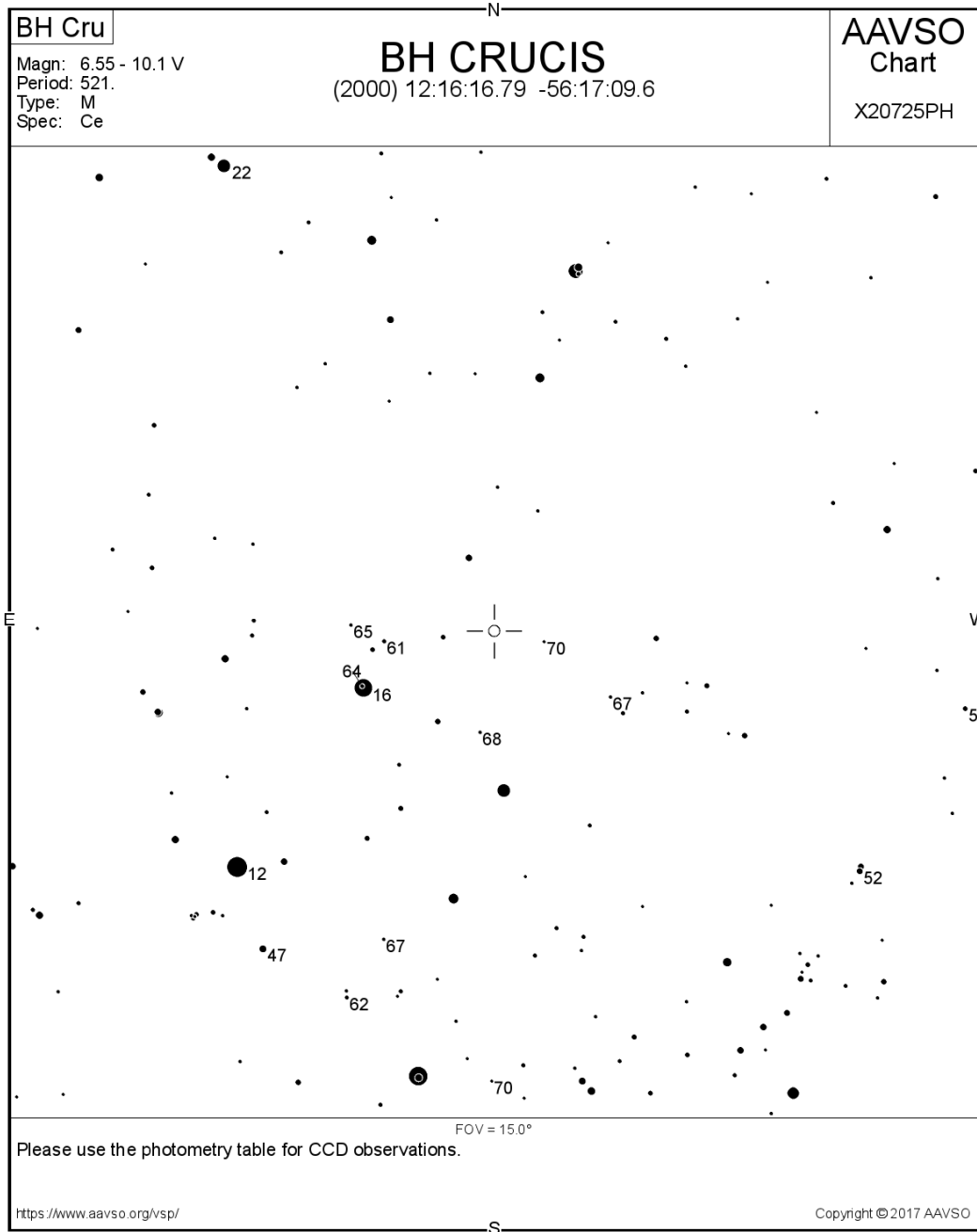
Mapa 2 – Carta de busca para a Cefeida ℓ Carinae (seta). Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



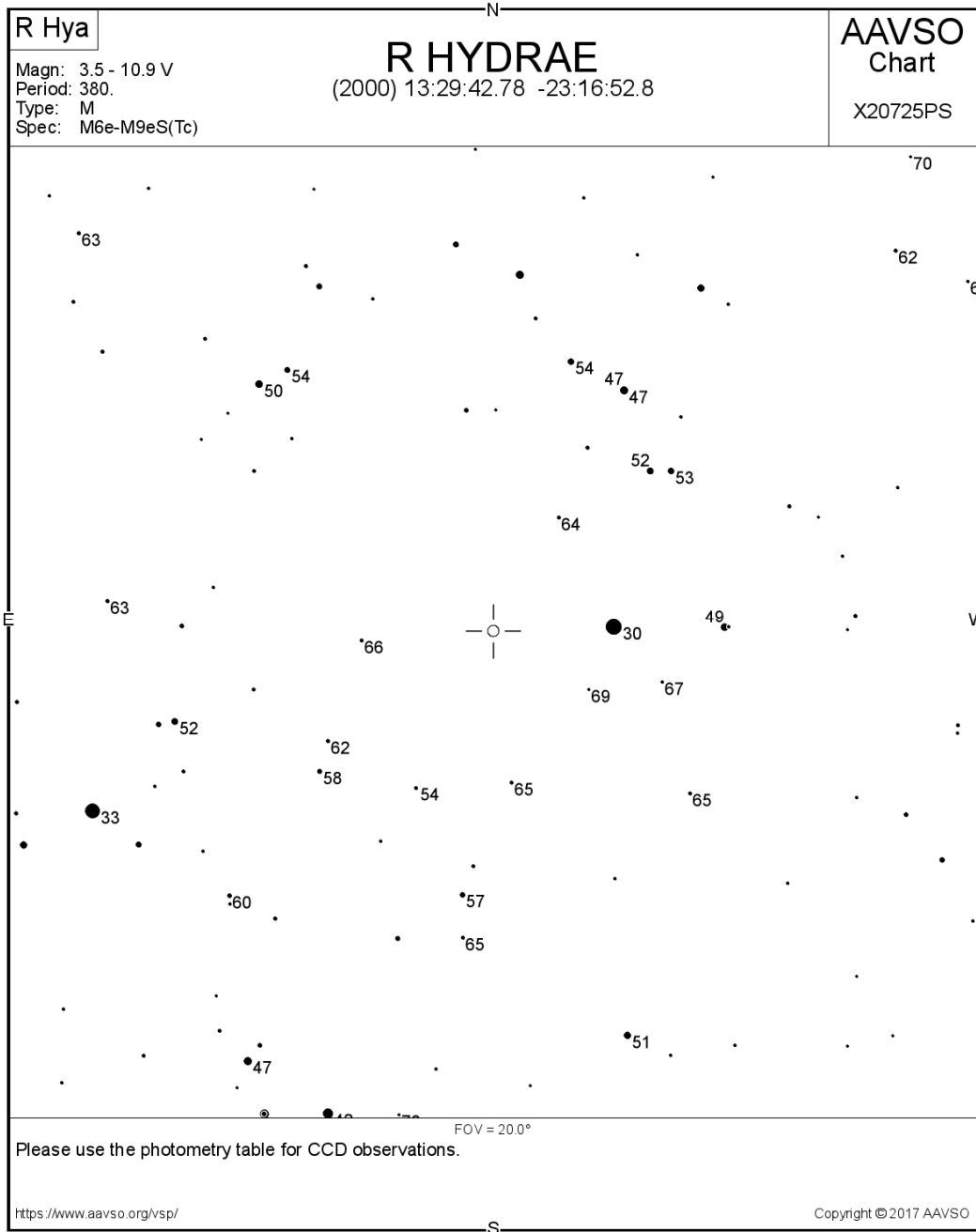
Mapa 3 – Carta de busca para as Cefeidas W e X Sagittarii (setas). Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



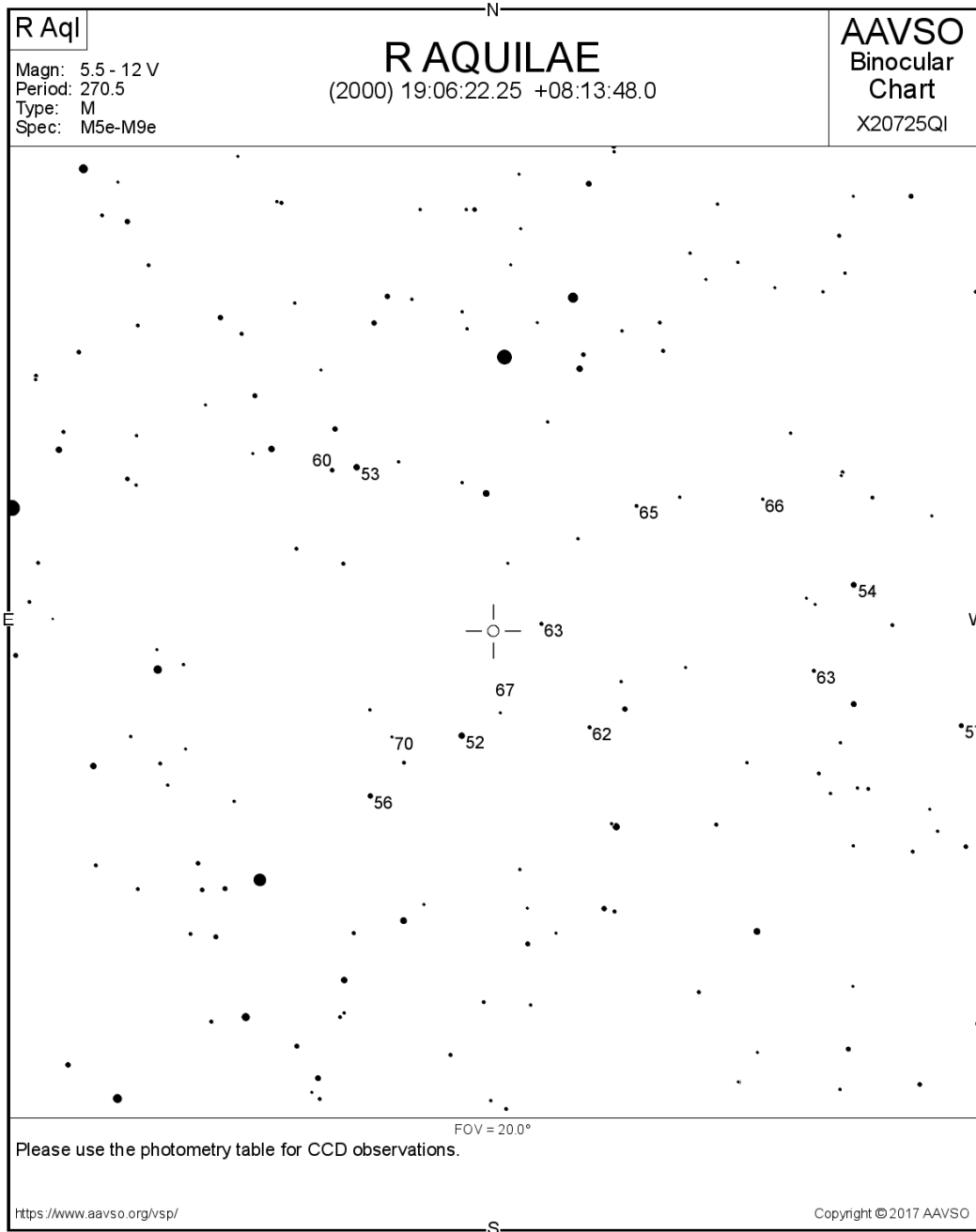
Mapa 4 – Carta de busca para a Cefeida Eta (η) Aquilae. Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



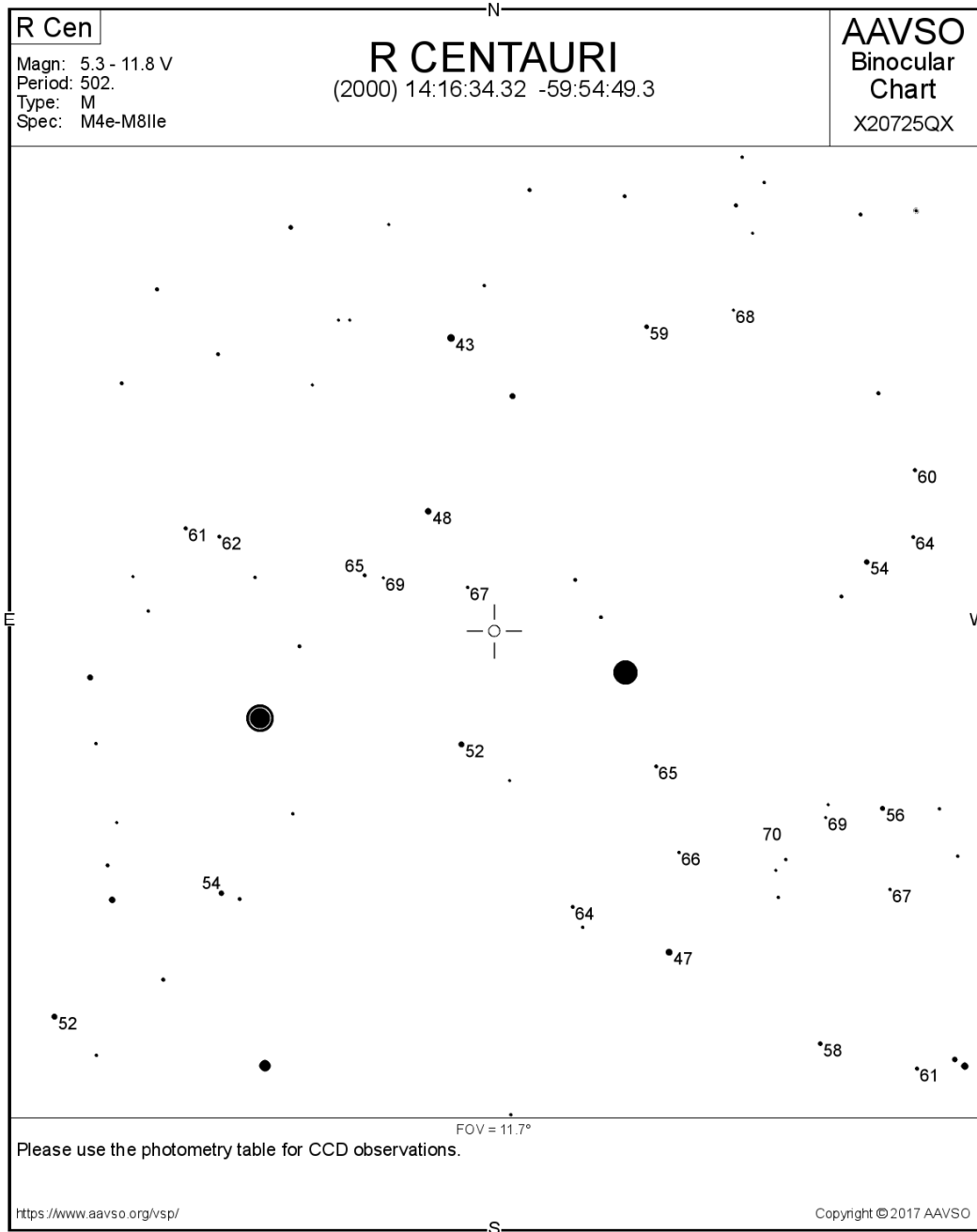
Mapa 5 – Carta AAVSO para a variável BH Crucis, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



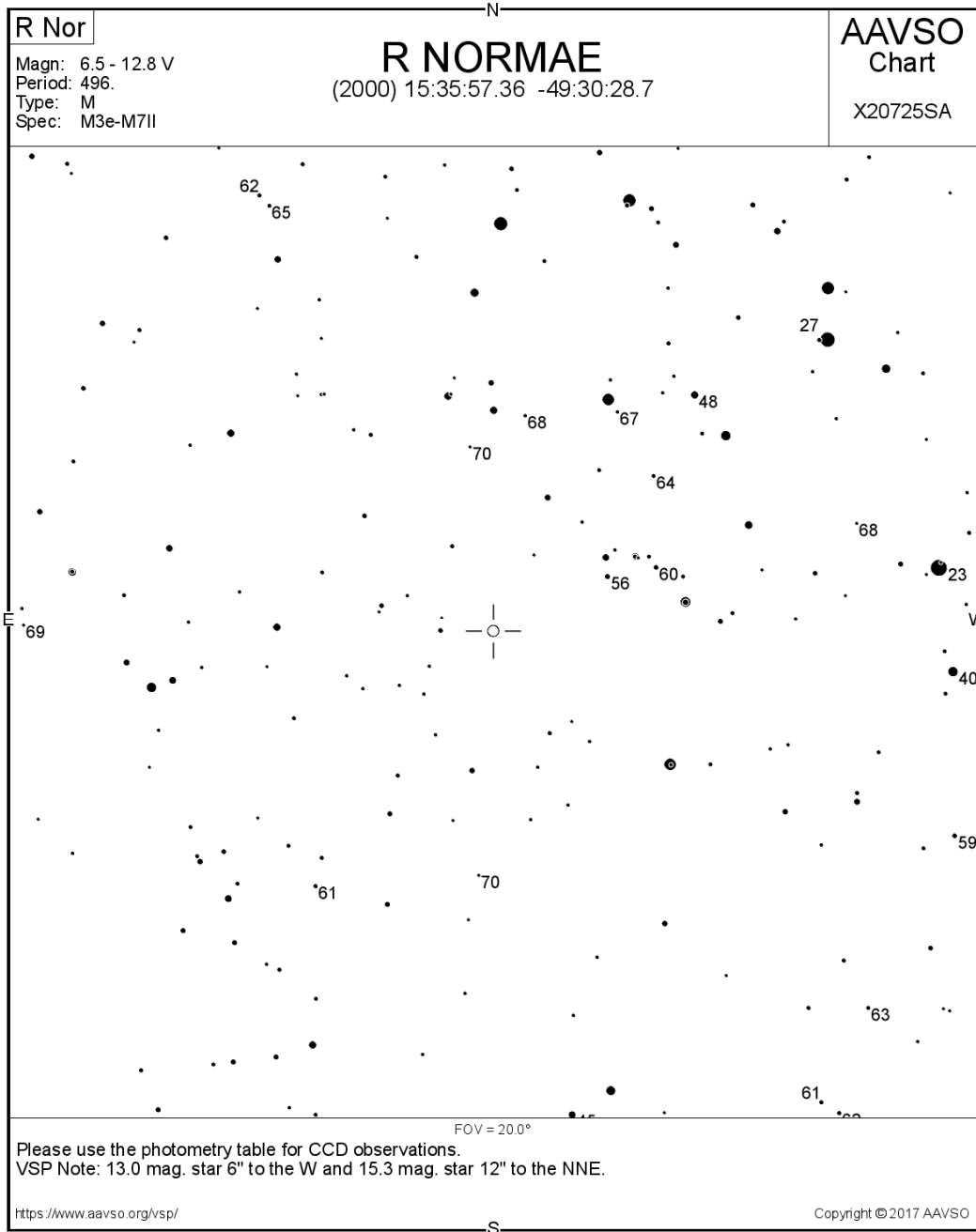
Mapa 6 – Carta AAVSO para a variável R Hydrae, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 7 – Carta AAVSO para a variável R Aquilae, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 8 – Carta AAVSO para a variável R Centauri, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 9 – Carta AAVSO para a variável R Normae, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)