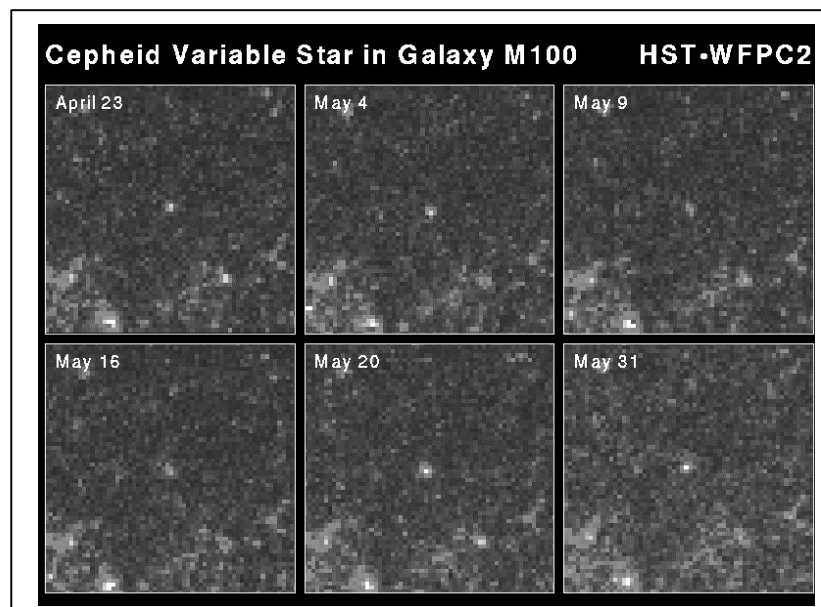


Capítulo 13

ESTRELAS VARIÁVEIS

Nós dedicaremos esse capítulo ao estudo das estrelas variáveis, estrelas tais que sua luminosidade varia com o tempo por meio de uma relação bem definida, e que se situam no diagrama Hertzsprung-Russel numa região peculiar chamada “instability strip” ou faixa de instabilidade. Os tópicos abordados serão os seguintes:

- ESTRELAS EM SISTEMAS BINÁRIOS
 - A Estória de Algol
- ESTRELAS CEFEIDAS, RR LYRAE E AS ESCALAS DE DISTÂNCIA



Bibliografia

- *Astronomia & Astrofísica* - Apostila do Curso de Extensão Universitária do IAG/USP (ed. W. Maciel)
- *Introductory Astronomy & Astrophysics*, de Zeilik & Smith (1987)
- *Astronomy: a beginner's guide to the Universe*, Chaisson & McMillan (1999)

ESTRELAS VARIÁVEIS

Existem estrelas cujas luminosidades variam com o tempo. Para algumas a variação é errática, para outras, é mais regular. Apenas uma minoria das estrelas são classificadas como variáveis. Mas esta minoria é de grande importância para a Astronomia.

A variabilidade pode ocorrer, por exemplo, devido ao fato da estrela pertencer a um sistema binário e ser ocultada por sua companheira quando as duas estrelas se alinham ao longo da linha de visada do observador. Estas são chamadas de *variáveis geométricas ou variáveis eclipsantes*. Em outros casos a variabilidade não tem nada que ver com ocultação. É ao contrário, uma propriedade intrínseca dos objetos. A estas chamamos de *variáveis intrínsecas*. A variabilidade é usualmente observada no óptico ou região do infravermelho.

ESTRELAS EM SISTEMAS BINÁRIOS

Este assunto já foi estudado por vocês anteriormente. Aqui vamos simplesmente apresentar um bom quebra-cabeça astronômico.

O sistema de Algol (ou beta Persei) é um sistema binário eclipsante com um período de aproximadamente 3 dias. A componente A é uma estrela da seqüência principal, de tipo B8, com 3,7 massas solares. A componente B do sistema binário é uma subgigante de tipo espectral G5, com 0,8 massas solares.

O que está errado com este sistema? A estrela de menor massa deveria evoluir mais lentamente do que a estrela de massa maior!! Como pode este sistema ter comportamento exatamente contrário? A solução está ligada à órbita de curto período da binária.

A Estória de Algol

Era uma vez duas estrelas que viviam muito próximas uma da outra, A de 1,2 massas solares e B de 3 massas solares. Existia um ponto entre elas onde a força gravitacional de A era igual a de B. Este ponto é o “ponto de Lagrange” (vamos chamá-lo de L1).

Quando a estrela B começou a ascender o ramo das gigantes vermelhas, o seu envelope atingiu L1, começando então uma transferência de massa da estrela B para a estrela A. Este tipo de sistema é chamado de *binária com transferência de massa*. Em alguns casos a estrela B pode transferir tanta massa para a estrela A que esta se torna a mais massiva das duas. Este é o caso de Algol.

Agora pensemos em um outro caso, por exemplo, suponha que a estrela B seja uma anã branca de hélio e a estrela A esteja na seqüência principal. Quando a estrela A começa sua evolução ao ramo das gigantes vermelhas ela ejeta massa para a superfície da anã branca. A medida que a massa se acumula na superfície quente da anã branca, a radiação fica confinada, o que faz com que a temperatura T da estrela aumente e chegue a $T \sim 10^7$ K. Começa então a fusão do hidrogênio em hélio e há um “flare”, com a luminosidade do sistema aumentando muito de uma só vez. Se o aumento em L é de aproximadamente 10 vezes chamamos o sistema de uma Nova anã. Se o aumento é de cerca de 10000 vezes chamamos o sistema de uma Nova clássica. Por causa da fusão que ocorre na superfície da anã branca, há ejeção de material com uma velocidade de ~ 2000 km/s. Algumas vezes a ejeção de matéria começa de novo, depois de algum tempo, levando à formação de uma “Nova recorrente”. Todos os anos há cerca de 10 a 20 novas brilhantes na nossa Galáxia.

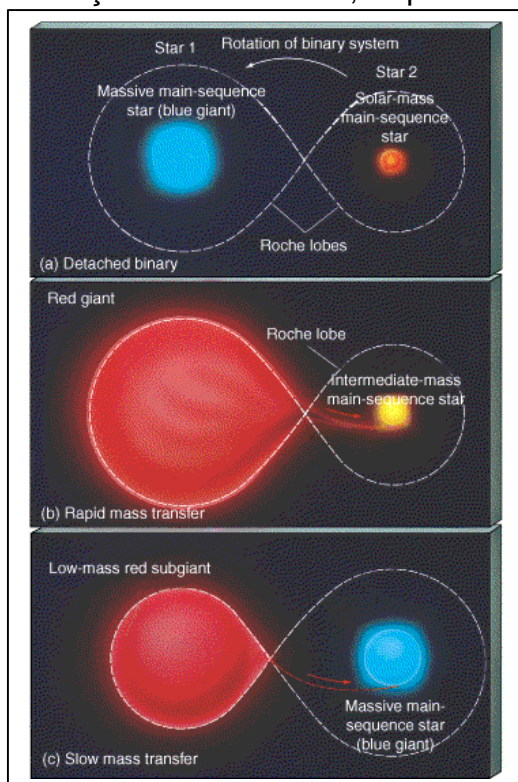


Figura 1 – Esquema de vários tipos de sistemas binários com transferência de massa (Chaisson & McMillan, *Astronomy*, fig.12.14, p.347).

ESTRELAS CEFÉIDAS, RR LYRAES E AS ESCALAS DE DISTÂNCIAS

Uma classe de variáveis intrínsecas especialmente importante é a das estrelas pulsantes (estas não têm nada que ver com os pulsares), que têm propriedades que variam ciclicamente. Estrelas pulsantes são estrelas normais que experimentam um período de suas vidas em uma fase de instabilidade. Existe no diagrama HR uma faixa chamada de “instability strip”. Quando a temperatura e luminosidade de uma estrela a colocam nesta faixa do diagrama, a estrela se torna internamente instável e tanto sua temperatura quanto raio começam a variar de uma maneira regular. Quando a estrela evolui para uma localização no diagrama HR fora do “instability strip”, ela para de pulsar. As posições dos vários tipos de estrelas variáveis no diagrama HR é mostrada na Figura 1.

Dois tipos de estrelas pulsantes, que foram muito importantes na determinação da dimensão da nossa Galáxia e distância aos nossos vizinhos galácticos, são as variáveis RR Lyraes e Cefeidas. Estas variáveis podem ser reconhecidas pela forma característica de suas curvas de luz (Figura 2). O período de pulsação das variáveis RR Lyraes varia entre 0.5 e 1 dia. Já as Cefeidas pulsam com períodos de 1 a 100 dias.

Seguindo uma prática já antiga na astronomia, os nomes das variáveis RR Lyraes e Cefeidas correspondem aos nomes das primeiras estrelas descobertas de cada classe (RR na constelação de Lyrae e a estrela Delta Cephei, a quarta estrela mais brilhante da constelação de Cepheus. Quando uma variável Cefeida ou RR Lyrae pulsa, a superfície da estrela oscila como uma mola. Consequentemente, o gás dentro das estrelas se esquentam e se esfriam alternadamente. A curva de luz da estrela é então o resultado destas mudanças, que acarretam também mudanças tanto no tamanho quanto na temperatura superficial da estrela. No entanto, se a estrela não tivesse um mecanismo para sempre impulsionar a oscilação, esta se amorteceria com o tempo (como uma bola que bate no solo primeiro com força e depois vai repicando com menos intensidade até parar). O mecanismo de oscilação foi explicado em 1941 por A. Eddington. O processo é como uma válvula que envolve a ionização e recombinação periódica do gás nas camadas mais externas da estrela.

De acordo com esta teoria, a estrela é mais opaca (deixa passar menos luz) quando comprimida ou quando em seu mínimo de expansão (quando esta tem o menor raio). Quando a estrela é comprimida, o calor preso empurra a superfície da estrela para fora até o ponto onde esta não é mais suportada pela pressão de radiação. Neste momento a superfície volta a cair, pela força da gravidade, para dentro da estrela e se completa um ciclo de pulsação para se iniciar o próximo.

A importância maior das estrelas Cefeidas e RR Lyraes está em seu uso para a determinação de distâncias galácticas e extragalácticas. Uma vez medida a luminosidade aparente de uma Cefeida, podemos determinar sua luminosidade intrínseca, que nos permite, por sua vez, determinar sua distância pela fórmula $m - M = 5 - 5 \log d$. Mas como podemos determinar a luminosidade intrínseca de uma estrela RR Lyrae ou Cefeida? Para as estrelas RR Lyrae, isto é muito simples. Basicamente todas as estrelas

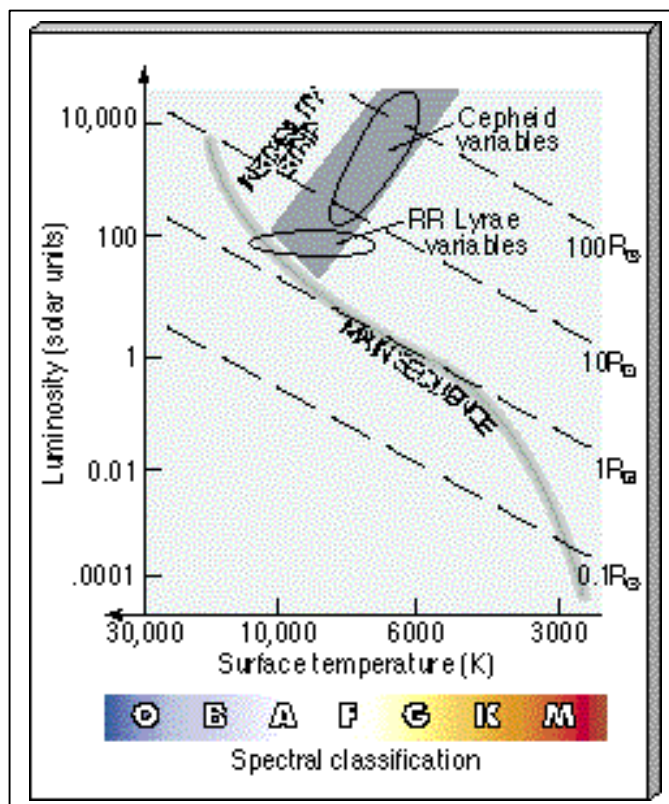


Figura 2 – Localização das estrelas variáveis RR Lyrae e Cefeidas no diagrama HR (Chaisson & McMillan, *Astronomy*, fig. 14.5 p. 396).

RR Lyrae já observadas têm aproximadamente a mesma luminosidade, de ~ 100 vezes a luminosidade solar ou $M_v \sim 0.6$. Portanto, se detectamos uma estrela do tipo RR Lyrae, imediatamente sabemos qual é sua luminosidade intrínseca.

Para as Cefeidas a situação é um pouco mais complicada. A luminosidade intrínseca da Cefeida não é única mas, sim, depende de seu período de pulsação. Henrietta Leavitt, da Universidade de Harvard, em 1908, descobriu a relação entre o período e a luminosidade das Cefeidas.

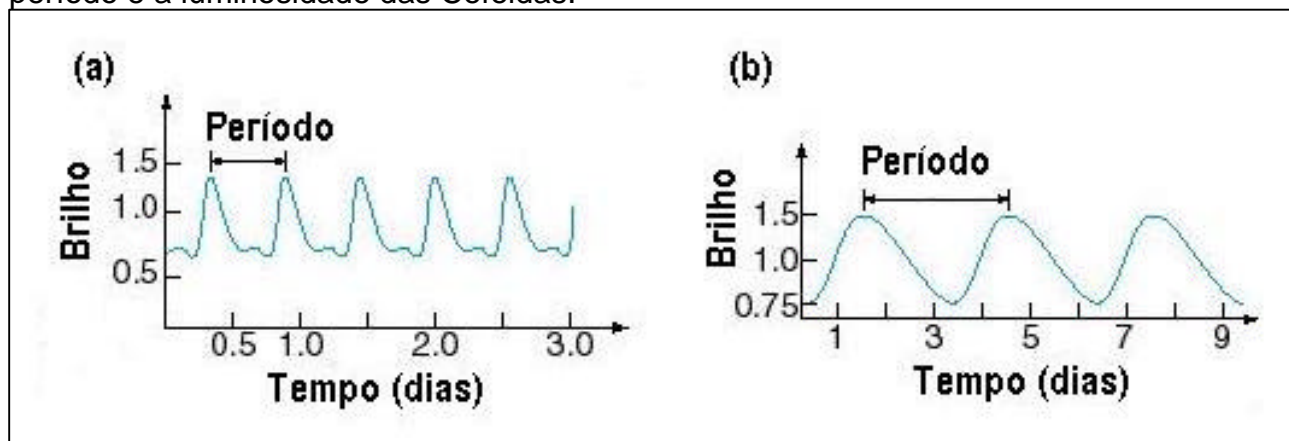


Figura 3 – Curvas de luz para (a) variável RR Lyrae, (b) Cefeida; (c) superposição de imagens mostrando variação no brilho de variável Cefeida (Chaisson & McMillan, *Astronomy*, fig. 14.4, p. 396).

Cefeidas que variam rapidamente (ou seja, têm um período de pulsação curto) têm luminosidades mais baixas. Já as de período longo são as mais luminosas (Figura 3). Esta relação foi chamada de Relação Período-Luminosidade, muito usada para a determinação de **distâncias de galáxias próximas**, nas quais variáveis Cefeidas foram identificadas.

Uma simples medida da magnitude aparente e do

período de pulsação de uma Cefeida e conseqüentemente de sua luminosidade através da relação período-luminosidade imediatamente nos dá a medida da distância.

O uso das RR Lyraes como indicadores de distância é mais restrito do que as Cefeidas visto que as Cefeidas têm magnitudes médias intrínsecas de $M_v = 0$ a -5 , sendo portanto muito mais brilhantes que as RR Lyraes ($M_v \sim 0.6$), podendo portanto serem identificadas em distâncias maiores.

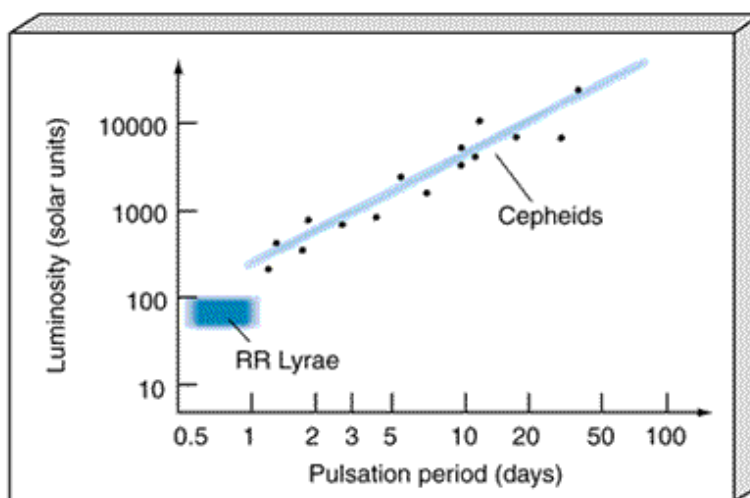


Figura 4 – Relação período – luminosidade para variáveis Cefeidas e RR Lyrae (Chaisson & McMillan, *Astronomy*, fig. 14.6, p. 397).