

# Estrelas Cefeidas e RR Lyrae

Alexandre Batalha e Lissa Campos

Instituto de Física - Universidade de São Paulo  
27 de agosto 2015

## 1 Introdução

Neste trabalho vamos falar um pouco sobre como estudar e classificar estrelas, o que são estrelas variáveis, qual a história delas e, principalmente, como revolucionaram a Astronomia no início do século XX, através do trabalho da astrônoma Henrietta S. Leavitt, abrindo as portas para desvendar o universo.

## 2 Estrelas: o que são e como estudá-las?

Uma possível definição de estrela seria: uma estrela é um aglomerado de matéria no estado de plasma, regido pelas forças gravitacional e de pressão, e que emite radiação devido aos processos de fusão nuclear em seu interior.

Quando olhamos para o céu, vemos apenas um pontinho luminoso. Como podemos estudar uma estrela e caracterizá-la a partir disso?[2] A ferramenta fundamental é o espectro eletromagnético. Um espectro é uma curva de intensidade luminosa por comprimento de onda e a partir dele são inferidas informações sobre as estrelas, tais como:

- Temperatura (de corpo negro - Lei de Wien)
- Classe luminosa. (É anã branca? Gigante? Supergigante?) Por meio dela, inferimos a massa e da massa, a temperatura do núcleo.
- É uma estrela solitária ou constitui um sistema binário?
- O espectro muda com o tempo? Então pode haver uma variação de temperatura...
- Como é o *Redshift*? Ele pode indicar movimentos de rotação, ou de expansão e contração da estrela.
- O campo magnético é forte?
- Há emissões ou absorções anormais? A atmosfera pode ser mais quente...

Para isso ficar um pouco mais claro, vamos analisar dois exemplos. Na figura 1, tem-se espectros de várias estrelas diferentes superpostos e observa-se que o pico de intensidade em cada espectro ocorre em diferentes comprimentos de onda ( $\lambda_{max}$ ). Esse efeito é similar ao descrito pela Lei de Wien sobre radiação de corpo negro  $T(k) = \frac{2900\mu m k}{\lambda_{max}(\mu m)}$ , e a partir dessa semelhança, inferimos a temperatura da superfície de uma estrela.

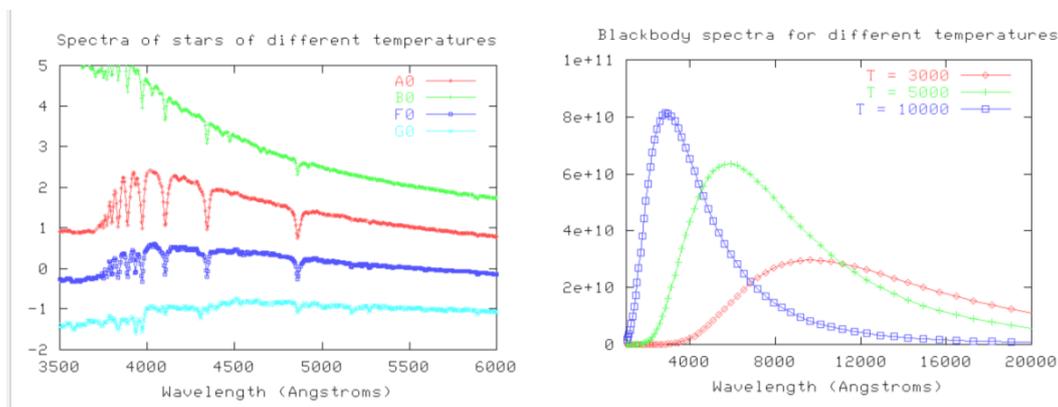


Figura 1: À esquerda, espectros de várias estrelas de temperaturas diferentes (em escala arbitrária) e, à direita, espectros de corpos negros com diferentes temperaturas.

Pelas linhas de absorção e emissão observadas no espectro, identificamos a composição química da estrela. Na figura 2, podemos observar semelhanças entre os espectros de algumas estrelas e, assim, colocamo-las todas na mesma classe, que no caso, refere-se a estrelas da sequência principal do diagrama HR, sobre o qual falaremos daqui a pouco.

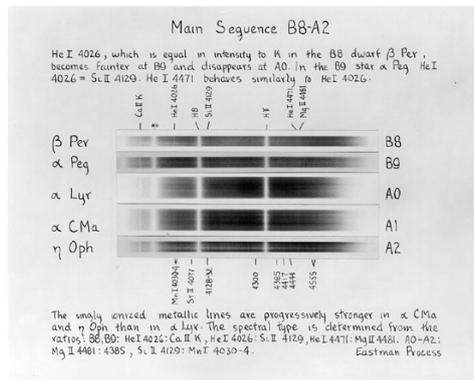


Figura 2: Linhas de absorção de estrelas na sequência principal

## 2.1 Classificação e Evolução: Diagrama HR

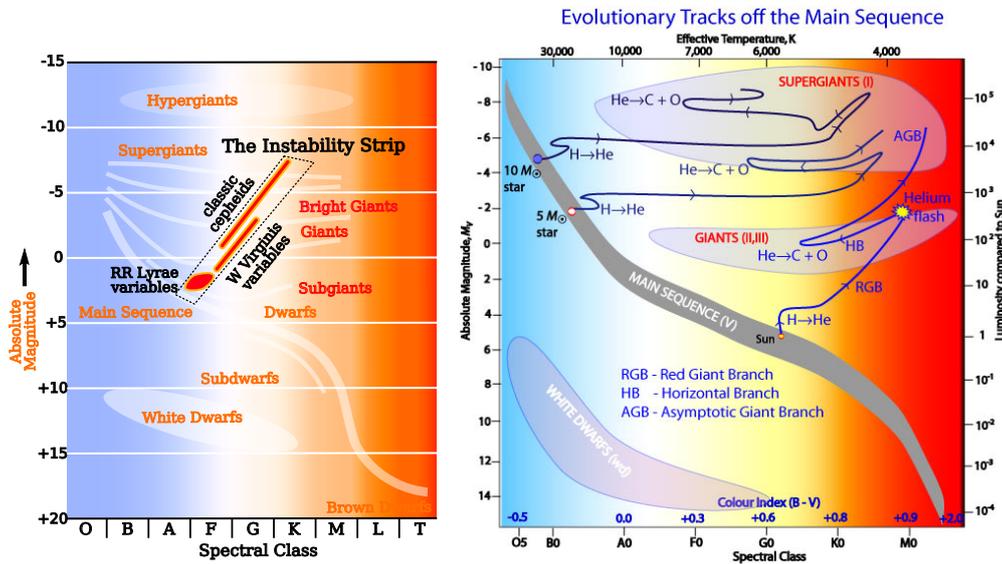


Figura 3: Diagramas HR - à esquerda, destacando a faixa de instabilidade na qual encontram-se estrelas variáveis e, à direita, evidenciando caminhos evolutivos de estrelas.

Como o universo possui uma infinidade de estrelas, praticamente todas as suas diversas fases de vida podem ser observadas. Com as informações de luminosidade (radiação que escapa da estrela) e temperatura inferidas de cada estrela, foi feito, aproximadamente em 1910, o diagrama HR (Hertzsprung-Russel), figura 3. A temperatura efetiva (da superfície), obtida através do espectro, classifica a estrela de O (mais quente) até A (menos quente). A observação dessa relação entre luminosidade e temperatura de diversas estrelas forneceu poderosos indícios para o desenvolvimento da explicação de como as estrelas brilham.

Após estudos sobre como uma estrela evolui, percebeu-se que, além de suas diversas fases, esse diagrama permite visualizar sua evolução. A grande maioria das estrelas passa a vida na faixa chamada “sequência principal”, tempo que depende da taxa de fusão nuclear. O Sol e mais de 91% das estrelas próximas do sistema solar pertencem a essa faixa. Ela se estende do canto superior esquerdo, com estrelas mais brilhantes e mais quentes (azuladas), até o canto inferior esquerdo, com estrelas menos quentes e menos brilhantes (chamadas anãs vermelhas).

Quanto maior a massa de uma estrela, maior sua força gravitacional, o que implica em uma maior pressão (temperatura) para mantê-la coesa. Uma temperatura maior envolve uma taxa de fusão nuclear maior e mais radiação liberada. A luminosidade de uma estrela depende da radiação produzida e de sua opacidade (capacidade de armazenar radiação, portanto de aumentar a pressão). Pode-se deduzir, então, que o tempo que uma estrela passa na sequência principal é dado pela relação entre sua massa e luminosidade.

Quando a estrela já fez, no núcleo, a fusão de todo o hidrogênio que podia, ela começa a fazer a fusão do hélio e sai da sequência principal. Após alguns processos e, por último, o chamado *helium flash*, essa estrela pode virar uma estrela pulsante Cefeida, RR Lyrae ou outros tipos, dependendo da sua massa. Essas estrelas ocupam a chamada

faixa de Instabilidade do diagrama HR, sendo que as Cefeidas ocupam, basicamente, a parte superior e as RR Lyrae, a inferior.

### 3 Estrelas Variáveis

Uma estrela variável[3] é uma estrela cuja magnitude aparente (o brilho observado aqui da Terra) varia com o tempo. Essa variação pode ser uma propriedade intrínseca da estrela, quando sua luminosidade realmente varia, ou uma propriedade extrínseca, quando a luz emitida é de alguma forma bloqueada, como em um sistema binário de estrelas ou devido a um movimento de rotação de alta velocidade. Dentre as intrínsecas, têm-se três classificações:

- Cataclísmicas ou explosivas: como as supernovas.
- Eruptivas: estrelas em cujas superfícies ocorrem erupções → *mass ejections*.
- Pulsantes: estrelas cujo tamanho varia, radialmente ou não radialmente.

Dentre as estrelas pulsantes existem vários tipos de estrelas, como as variáveis delta Scuti, variáveis SX Phoenicis, variáveis Ap de oscilação rápida, variáveis de períodos longos, variáveis Mira, variáveis semiregulares, variáveis beta cefeidas, variáveis alpha Cygni, variáveis gamma Doradus, etc. Neste trabalho, temos como foco as cefeidas do tipo I e II.

As estrelas cefeidas são pulsantes radiais, isto é, a estrela inteira aumenta e diminui de tamanho periodicamente. Uma pulsação é sempre caracterizada por um desbalanceamento que provoca algum fenômeno e, por um mecanismo restaurador que leva o sistema para o estado anterior. Nas pulsantes radiais, tem-se que a força motriz é a energia interna da estrela, isto é, a pressão de radiação, e a força restauradora é a força gravitacional.

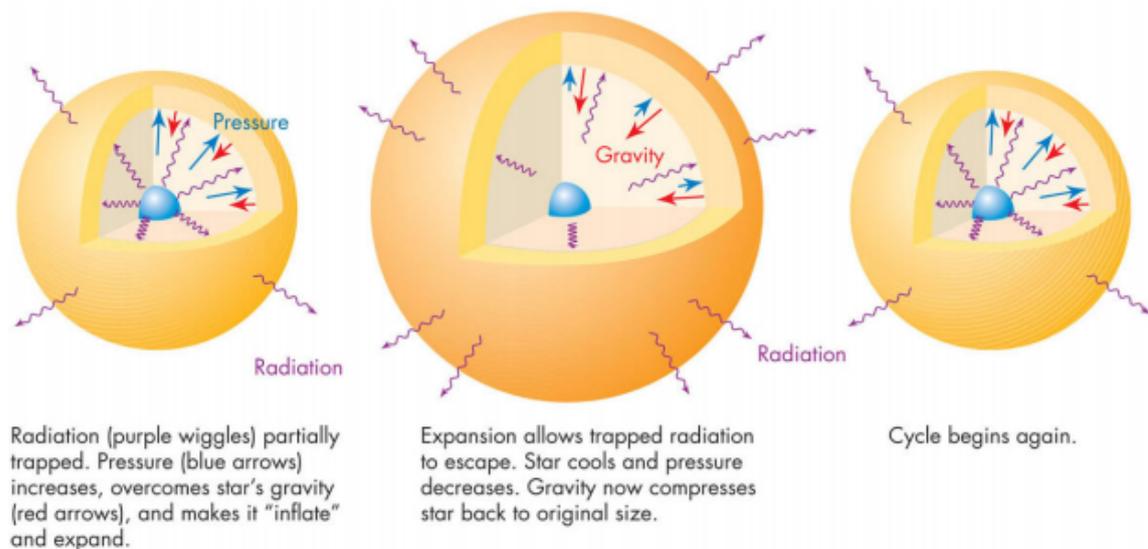


Figura 4: Ilustração do processo de pulsação radial.

A figura 4 ilustra o desbalanceamento das forças em uma estrela pulsante radial. Em mais detalhes, tem-se que, quando a estrela está em processo de expansão, sua temperatura começa a diminuir e, assim, a taxa de ionização também começa a diminuir. Com isso, o gás fica mais transparente e a emissão de radiação aumenta. Essa perda de energia inicia o resfriamento da estrela, o que por sua vez faz com que a estrela comece a contrair. Desse modo, sua temperatura começa a aumentar, o gás começa a ficar mais opaco e a radiação mais presa (o "livre caminho médio" da luz diminui) e a pressão de radiação começa a aumentar.

A figura 5 exemplifica o modelo de pulsação descrito[5] acima, em que podemos ver a correspondência entre as variações de magnitude e as variações da temperatura efetiva, de seu tamanho e da velocidade com que a superfície da estrela se afasta e se aproxima de nós.

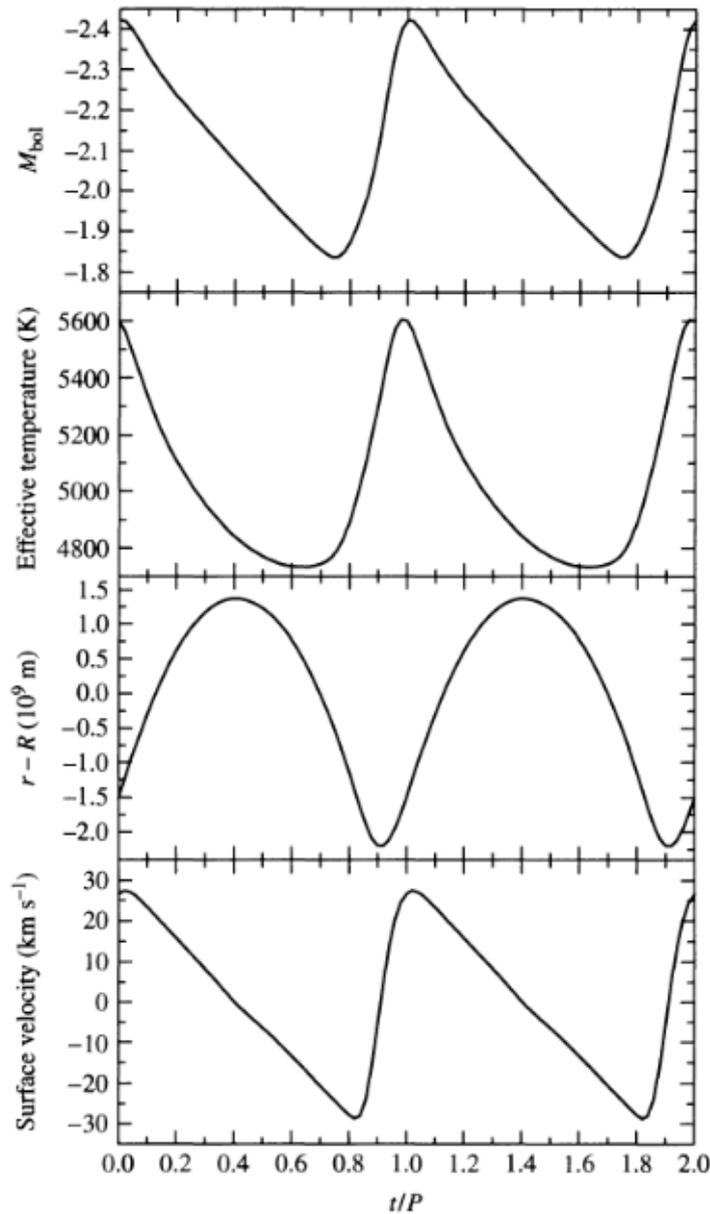


Figura 5: Várias curvas que ilustram o modelo de estrelas pulsantes radiais.

### 3.1 Cefeidas e RR Lyrae

Até agora, aprendemos o que são estrelas, como estudá-las a partir de seus espectros e o que vem a ser uma estrela pulsante. Agora precisamos responder à pergunta: como identificar e diferenciar as estrelas pulsantes? Para esta tarefa, além dos espectros, são utilizadas as curvas de luz das estrelas. Por meio do espectro descobrimos se a variação é devido a um sistema binário, por exemplo, e conseguimos classificar as estrelas no diagrama HR.

Cefeidas tipo I (Cefeidas Clássicas[1]) são estrelas pertencentes à População I, mais novas, massivas e bem luminosas, com metalicidade maior e períodos de dias a meses. Cefeidas tipo II (Cefeidas W Viginis) são estrelas pertencentes à População II, mais velhas que as do tipo I, menos massivas, menos luminosas, com menor metalicidade e com períodos semelhantes aos das do tipo I. As estrelas RR Lyrae também são estrelas variáveis. Entretanto, ao contrário das Cefeidas, que são supergigantes com massas da ordem de 50 vezes maiores que a massa do Sol, as variáveis RR Lyrae são ainda menos massivas que o Sol. Acredita-se que seu mecanismo de pulsação seja parecido, pois as variações observadas são semelhantes às das Cefeidas, mas a história delas é bem diferente. Elas são estrelas velhas, menos luminosas que as Cefeidas, bem mais comuns e com períodos bem curtos (de horas) e extremamente regulares.

Após descobrir se uma estrela é variável intrínseca, utilizamos sua curva de luz (gráfico de intensidade luminosa - de uma certa banda - por tempo) para diferenciá-la, como mostrado nas figuras 6 e 7 a seguir<sup>1</sup>.

<sup>1</sup>Na verdade, as RR Lyrae também são subclassificadas a partir de suas curvas de luz, mas isso não será objeto do nosso estudo

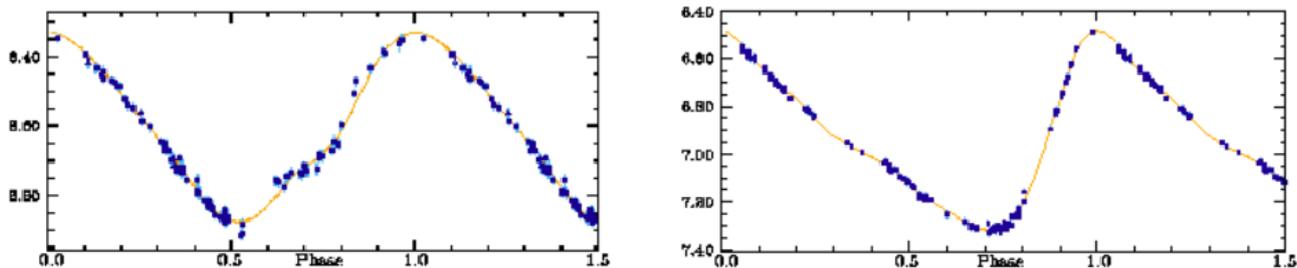


Figura 6: Curvas de luz. A diferença básica entre o tipo I e o tipo II é a forma da curva de luz - a do tipo II é mais inclinada.

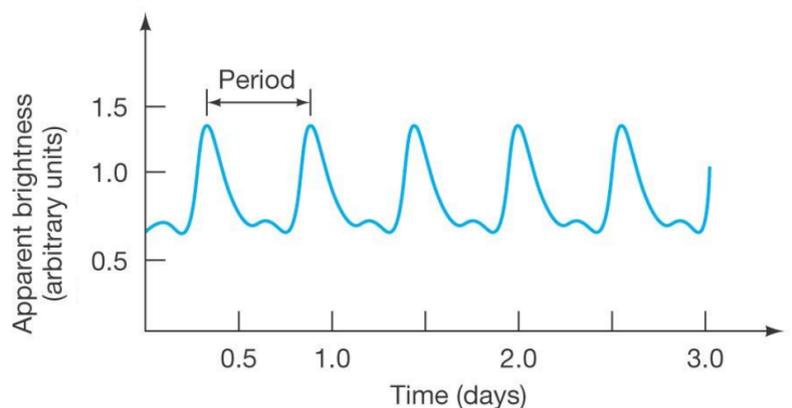


Figura 7: Esboço de uma curva de luz de uma RR Lyrae. Seu período de pulsação é mais curto que o das Cefeidas.

## 4 Um pouco de História

Em 1595, um pastor luterano e um astrônomo amador, observando a estrela *o Ceti*, pertencente à constelação Cetus (Baleia), perceberam que, durante algum tempo, ela não era visível no céu, mas depois voltava a aparecer (por isso ela recebeu o nome de Mira - “maravilhoso” em latim). Esse fato ocorre porque a magnitude dessa estrela varia de 2 a 10 (o olho humano não enxerga magnitudes acima de 6) e o telescópio só foi inventado em 1608. Por volta de 1660, seu período de 11 meses foi estabelecido. Na época, acreditava-se que seu brilho oscilava porque manchas escuras em sua superfície às vezes ficavam voltadas para a Terra. Hoje se sabe que, na verdade, Mira é uma estrela binária composta por uma estrela pulsante irregular de longo período (100 - 700 dias) e por uma anã branca.

Mais de um século se passou e uma outra estrela pulsante foi descoberta em 1784, a chamada *Delta Cephei*. Sua magnitude varia, aproximadamente, de 2 a 3, com período de 5,37 dias (figura 1). Essa estrela é o protótipo da classe de estrelas chamada “Cefeidas clássicas” de importância fundamental na Astronomia, como mostraremos neste trabalho.

Até 2008, já foram catalogadas acima de 46 mil estrelas variáveis - mais de 5% delas pela astrônoma Henrietta Swan Leavitt[4], nascida em 1868, em Massachusetts, EUA, a primeira das sete crianças que o casal George Roswell Leavitt (ministro de igreja protestante) e Henrietta Swan Kendrick tiveram. Com a mudança da família para Cleveland, Ohio, em 1885, matriculou-se no Oberlin College, a primeira instituição americana de educação superior que admitia mulheres. Nela os estudantes tinham dois anos de curso básico e dois anos de graduação. Após a conclusão desse curso, foi para Cambridge e formou-se no Radcliffe College<sup>2</sup>, exclusivo para mulheres, em 1892, num curso que abrangia artes, filosofia, geometria analítica, cálculo e astronomia, matéria que estudou somente no último ano e concluiu com nota máxima. Essa formação no Radcliffe College equivalia a um bacharelado em artes em Harvard. Um ano depois de formada, começou a trabalhar voluntariamente no Observatório de Harvard e foi logo contratada pelo astrônomo Edward Pickering (1846 - 1919), ganhando \$10,50<sup>3</sup> para catalogar e calcular o brilho (magnitude aparente) das estrelas das placas fotográficas, de determinadas regiões do espaço. Era um trabalho que exigia muita concentração, cuidado e paciência, pois o brilho das estrelas aparecia na placa fotográfica como pontos escuros (quanto maior o ponto maior o brilho) e era calculado a partir de comparações entre pontos de estrelas próximas (da mesma foto) em que o brilho já era conhecido. Cada observação era escrita a mão numa tabela numerada sequencialmente.

Pickering tinha como objetivo juntar uma grande quantidade de dados, isto é, obter informações de muitas

<sup>2</sup>Em 1977, essa faculdade começou a ser incorporada à de Harvard, sendo incorporada integralmente em 1999.

<sup>3</sup>\$1 de 1900 vale aproximadamente \$30 de hoje, baseado no índice de preços ao consumidor.

estrelas para poder analisar suas semelhanças e classificá-las melhor. Ele começou a desenvolver dois projetos no início do século XX: um para classificar espectros de estrelas e outro para analisar estrelas variáveis. Como Henrietta era conhecida por ser extremamente dedicada ao seu trabalho, ela foi designada por Pickering para a tarefa de destacar possíveis estrelas variáveis, anotar a posição delas na chapa e computar seus brilhos. A posição era determinada atribuindo-se uma escala às fotos e a variação do brilho era determinada superpondo-se o negativo e o positivo de duas chapas da mesma região do espaço, mas obtidas em dias diferentes. Se uma anulasse a outra, não havia variação.

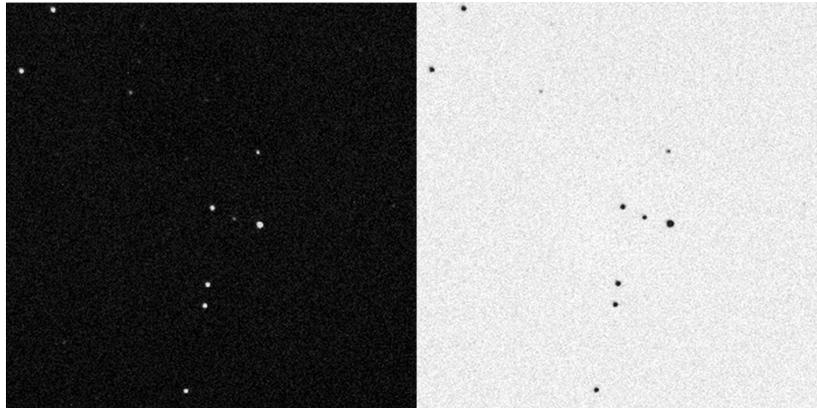


Figura 8: Exemplos de chapas fotográficas, um negativo e um positivo.

Em 1896, viajou para Europa com rascunhos de seus trabalhos, ficando lá por volta de dois anos, mas afastada de Harvard até 1902, por problemas pessoais e de saúde<sup>4</sup>. Um ano depois, voltou ao Observatório de Harvard como funcionária permanente e, comparando placas fotográficas da pequena Nuvem de Magalhães, notou que alguns pontos tinham aumentado e diminuído de tamanho, ou seja, eram estrelas variáveis. A partir daí, ela começou a descobrir mais e mais estrelas variáveis tanto na pequena como na grande Nuvem de Magalhães.

Em 1908, ela publicou "1777 Variables in the Magellanic Cloud"[9], onde, além de listar as estrelas variáveis que observou, também estimou suas variações de magnitude aparente e seus períodos. Nesse trabalho, ela foi capaz de perceber um padrão entre esses dois fatores: "It is worthy of notice in table VI the brighter variables have the longer periods". A relação luminosidade-período só foi confirmada em 1912, após serem reunidos uma quantidade maior de dados em um trabalho[10] escrito por Pickering, mas desenvolvido pela Henrietta<sup>5</sup>. Utilizando dados de estrelas da pequena Nuvem de Magalhães e considerando que as distâncias delas à Terra era, aproximadamente, a mesma, as variações nas magnitudes aparentes se davam, então, por causa de uma variação intrínseca à estrelas (magnitude absoluta), confirmando a relação linear entre Luminosidade e Período. Essa relação fornecia a inclinação do gráfico, o que faltava agora era conhecer algum ponto dele. Ou seja, encontrar pelo menos alguma estrela variável que o período, a distância e a luminosidade são conhecidos. Isso foi feito no ano seguinte pelo astrônomo e químico Ejnar Hertzsprung (1873-1967) com uma técnica de medida de paralaxe que usa o movimento anual do Sol pela Via Láctea, pois a estrela variável mais próxima estava a 200 pc e essa distância não era possível de ser medida por paralaxe simples com os telescópios da época.

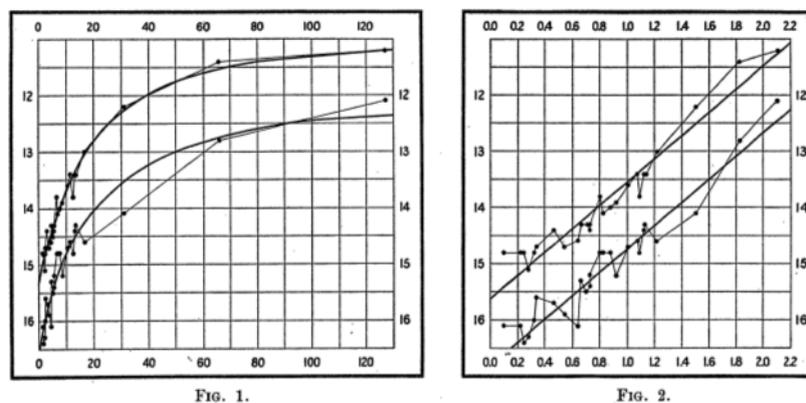


Figura 9: Gráficos publicados em 1912 no trabalho "25 variables in the Magellanic Clouds". À direita verifica-se a relação linear entre a luminosidade e o período em escala logarítmica. As duas curvas correspondem aos máximos e mínimos observados (ainda não havia a separação entre os tipos de variáveis).

<sup>4</sup>Ela começou a ficar surda e com problemas de visão.

<sup>5</sup>Entre 1908 e 1912, teve mais problemas de saúde, voltou para Harvard, depois saiu de lá de novo. Pickering até se mostrou simpático e mandou dados para ela analisar nesse período(no começo desse trabalho ele faz referência a ela).

Após esse feito, ela passou seus últimos anos lutando contra doenças e mesmo assim ainda conseguiu medir com alta precisão a magnitude das 96 estrelas da North Polar Sequence, que serviram de base para determinar magnitudes e classificar outras estrelas. No final de 1921, com 53 anos, morreu de câncer de estômago. Muito se deve a Henrietta, o trabalho de Edwin Hubble (1889 - 1953) sobre o tamanho e expansão do universo só foi possível graças a ela. Ele reconhecia que ela era merecedora do Nobel de Física. Diz-se que em 1924 chegou uma carta do comitê do Nobel solicitando mais informações sobre o trabalho dela para nomeá-la para o prêmio. Se ela ainda estivesse viva, seria a segunda mulher a receber o prêmio Nobel de Física<sup>6</sup>. É interessante notar que o trabalho de Henrietta fazia parte de um campo bem misterioso de estudo. Apenas em 1924, Annie Cannon (1863 - 1941) classificou centenas de milhares de espectros (classificação OBAFGKM) e até 1941 não se sabia o que poderia explicar o fenômeno de pulsação das estrelas - nesse ano, Arthur Eddington (1882 - 1944) apresentou um modelo da pulsação das estrelas.

## 4.1 Hubble e o universo

Até a metade da década de 20, pensava-se que a nossa galáxia era o universo inteiro, entretanto Hubble, identificando estrelas Cefeidas, na galáxia de Andrômeda (M31), e medindo suas magnitudes aparentes<sup>7</sup> e períodos, utilizou a relação luminosidade-período de Henrietta para calcular suas distâncias. Concluiu que M31 estava a, aproximadamente, 0,285Mpc, mas a Via Láctea possui um tamanho menor ( 0,03Mpc). Isso significava que M31 estava muito mais longe do que se pensava e que o universo era muito maior. Hubble anunciou esse resultado numa conferência da American Astronomical Society, em 1925. Depois dessa descoberta, Hubble continuou a medir mais e mais objetos distantes, o que o levou a uma outra descoberta mais incrível do que a primeira[11].

Já se conhecia o *redshift* e as medidas resultavam que todas as galáxias estavam se afastando de nós, mas não se entendia o porquê. Hubble e seu assistente Milton Humason<sup>8</sup> (1891-1972), após coletarem muitos dados, encontraram uma relação linear entre a velocidade do objeto e sua distância (lei de Hubble). Isso indicava que quanto maior o *redshift* da galáxia, maior era a distância até ela. Publicou seus resultados em um artigo[7], com 46 galáxias, em 1929.

Todas essas distâncias medidas, inclusive a de M31 estavam erradas<sup>9</sup>, pois não se sabia que havia dois tipos de Cefeidas e que, portanto, a calibração da relação luminosidade-período estava errada. Esse erro na calibração foi percebido por Walter Baade, que não conseguiu medir estrelas do tipo RR Lyrae na M31 que seriam possíveis se a distância que Hubble encontrou até M31 estivesse correta. Além disso, foi ele quem diferenciou os tipos de Cefeidas em 1952, utilizando o telescópio de 5 metros de diâmetro construído em 1948 no Mount Palomar.

## 4.2 Calculando distâncias no universo

Como aprendemos em aula, o método de medir por paralaxe a distância de um corpo celeste até a Terra é restrito ao limite de difração. A tecnologia atual permite-nos medir dessa forma distâncias de até 200pc, entretando com a relação luminosidade-período das Cefeidas, pode-se calcular distâncias de até 50Mpc.

Medindo o período de uma estrela variável, conseguimos, a partir da relação calibrada luminosidade-período, obter sua luminosidade. Medindo também sua magnitude aparente, podemos calcular a distância utilizando a lei do inverso do quadrado. Resumindo, usamos a equação a seguir.

$$\log(D[Mpc]) = \frac{m - M}{5} + 1 \quad (1)$$

Pelo que foi dito, podemos concluir que as estrelas variáveis constituem uma etapa fundamental para se observar o universo. Elas nos permitem ir bem mais longe do que a partir dos métodos de paralaxe. Porém, para estudar cosmologia[6], gostaríamos de conseguir observar o universo a distâncias de pelo menos alguns bilhões de anos-luz. Isso requer objetos muito brilhantes e, como estrelas mais brilhantes que Cefeidas não é algo comum, precisa-se procurar outros tipos de corpos celestes. O candidato que se mostrou mais viável para isso foram as Supernovas. O raciocínio empregado para calcular distâncias utilizando supernovas segue a mesma lógica que o mostrado acima para as estrelas pulsantes. Não vamos mostrar aqui o detalhes dessa técnica, mas é importante ressaltar que isso constitui uma outra etapa para calcular distâncias.

O esquema mostrado na figura 10, a seguir, é chamado de *Cosmic Distance Ladder*. Ele resume as etapas utilizadas para se calcular distâncias no universo e ilustra a interdependência dessas etapas (para utilizar o método com as Cefeidas, é necessário calibrá-lo com paralaxe e, analogamente, para se calcular distâncias com as supernovas, é necessário calibrar este método com algum outro já calibrado).

Um comentário importante cabe neste contexto. Fatores como a extrema regularidade dos períodos e maior abundância das variáveis RR Lyrae em relação às Cefeidas torná-las-iam uma escolha melhor para referência no cálculo de distâncias extragaláticas pois resultam em uma calibração mais eficiente, mas como são menos brilhosas, não nos permitem calcular distâncias tão longínquas quanto com as Cefeidas<sup>10</sup>. [9]

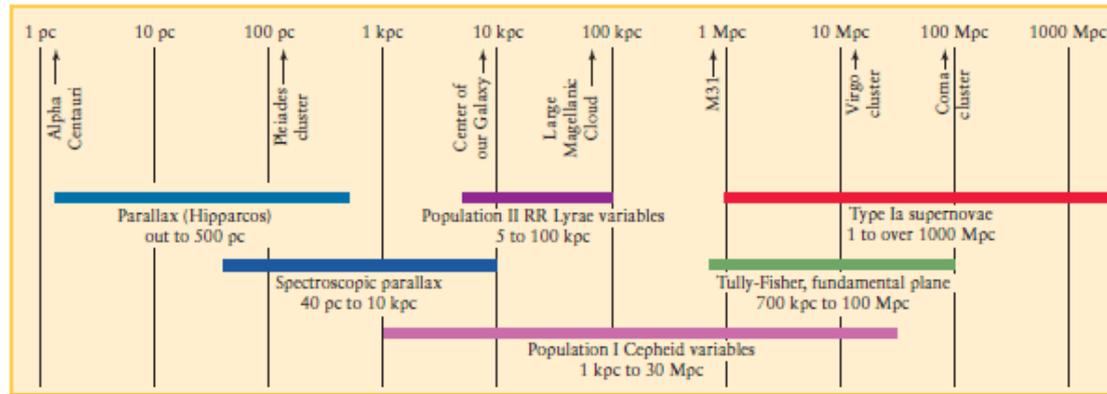
<sup>6</sup>A primeira foi a polonesa Marie Curie (1867 - 1934) pelas suas descobertas em radiação.

<sup>7</sup>Máximo de 18,3 com o telescópio de 2,5 metros de diâmetro do Mount Wilson Observatory.

<sup>8</sup>Começou como zelador do observatório Mount Wilson. Mostrando interesse se voluntariou como assistente noturno e logo viram seu talento. Basicamente, ele obteve as fotografias e os espectrogramas e o Hubble fazia as contas.

<sup>9</sup>Hubble tentou alertar a comunidade científica sobre um possível erro de calibração em 1932[8], mas os cientistas continuaram utilizando a constante  $H_0$ .

<sup>10</sup>Além disso, apesar de sistemas binários de estrelas serem comuns com estrelas típicas, as RR Lyrae são raramente observadas em pares. Elas também são usadas para estudar propriedades químicas de estrelas mais velhas.



**Figure 24-14**

**The Distance Ladder** Astronomers employ a variety of techniques for determining the distances to objects beyond the solar system. Because their ranges of applicability overlap, one technique can be used to

calibrate another. The arrows indicate distances to several important objects. Note that each division on the scale indicates a tenfold increase in distance, such as from 1 to 10 Mpc.

Figura 10: Esquema com os métodos de se calcular distâncias no universo e suas escalas.

## Referências

- [1] Classical cepheids. [https://en.wikipedia.org/wiki/Classical\\_Cepheid\\_variable#Light\\_curves](https://en.wikipedia.org/wiki/Classical_Cepheid_variable#Light_curves).
- [2] Interpreting stellar spectra. [http://spiff.rit.edu/classes/phys230/lectures/spec\\_interp/spec\\_interp.html](http://spiff.rit.edu/classes/phys230/lectures/spec_interp/spec_interp.html).
- [3] Variable stars, rr lyrae. [https://en.wikipedia.org/wiki/Variable\\_star#RR\\_Lyrae\\_variables](https://en.wikipedia.org/wiki/Variable_star#RR_Lyrae_variables).
- [4] Video: Henrietta leavitt: Unsung heroine in science. <https://www.youtube.com/watch?v=70cFwfNW7gQ>.
- [5] B. Carroll and D. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Addison Wesley, 2007.
- [6] Comins and Kaufmann. *Descobrimos o Universo*. Bookman, 2010.
- [7] Edwin Hubble. A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae. *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 15(3):168–173, 1929.
- [8] Edwin Hubble. Nebulous objects in messier 31 provisionally identified as globular clusters. *The Astrophysical Journal*, 76:44, 1932.
- [9] Henrietta S Leavitt. 1777 variables in the magellanic clouds. *Annals of Harvard College Observatory*, 60:87–108, 1908.
- [10] Henrietta S Leavitt and Edward C Pickering. Periods of 25 variable stars in the small magellanic cloud. *Harvard College Observatory Circular*, 173:1–3, 1912.
- [11] M Templeton, A Henden, W Goff, S Smith, R Sabo, G Walker, R Buchheim, G Belcheva, T Crawford, M Cook, et al. Modern observations of hubble’s first-discovered cepheid in m31. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 123(910):1374–1382, 2011.