



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

Evolução Estelar II

Ast-202-3

Aula 10

Aglomerados globulares e estrelas variáveis

Credit: NASA, ESA, P. Oesch (University of Geneva),
and M. Montes (University of New South Wales)

Carlos Alexandre Wuensche
INPE Divisão de Astrofísica
ca.wuensche@inpe.br

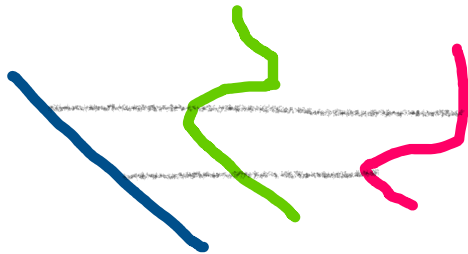


Aglomerados estelares

- ☑ Todas as estrelas em um aglomerado:
 - ✓ Estão à mesma distância da Terra, logo é fácil estimar as luminosidades relativas
 - ✓ Possuem **A MESMA** idade
 - ✓ Possuem **A MESMA** composição química
 - ✓ Possuem um grande intervalo de massa.
- ☑ Cada aglomerado oferece um cenário de estrelas de diferentes massas com a mesma idade e composição química

Evolução

- ☑ À medida que um aglomerado evolui:
 - ✓ Estrelas massivas na SPIZ e as de pequena massa ainda se aproximando da SPIZ
 - ✓ Estrelas massivas queimam rapidamente o H em seus núcleos e viram supergigantes
 - ✓ Estrelas de massa menor passam pelo mesmo processo, mais lentamente.
 - ✓ Efeito observado: um “descascamento” da SP, das massas maiores para as menores, à medida que o aglomerado envelhece.



Saída da SP

- ☑ Estrelas “saem” da SP, na direção da região das gigantes, quando terminam a queima de H (“turn-off point”).
- ☑ Quanto mais velho o aglomerado, menos massivas são as estrelas no “turn-off”.
- ☑ Estrelas de baixa massa são mais vermelhas, logo...
 - ✓ A cor do “turn-off” é um indicador da idade do aglomerado.
 - ✓ Aglomerados mais velhos possuem estrelas no “turn-off” mais vermelhas.



Idéias básicas

- ☑ Testes de modelos e teorias de evolução estelar
- ☑ Problema:
 - ✓ Evolução estelar ocorre numa escala de tempo de bilhões de anos
 - ✓ Astrônomos só vivem algumas dezenas de anos.
- ☑ Solução:
 - ✓ Gerar diagramas H-R de aglomerados estelares com um grande intervalo de idades.
- ☑ Isócronas: ajuste das idades a partir de modelos de evolução estelar e composição química



Aglomerados abertos

- ✓ $10^2 - 10^3$ estrelas.
- ✓ JOVEM ($10^7 - 10^9$ anos)
- ✓ Estrelas da SP, azuis e alguma gigantes.
- ✓ Encontrados principalmente no disco da Galáxia.
- ✓ Abundância de elementos pesados típicas de pop. I.
- ✓ Diâmetro de dezenas de parsecs

- ☑ Correção para a distância é importante, uma vez que aglomerados mais próximos sempre parecerão mais brilhantes
- ☑ Haverá sempre uma temperatura de corte, já que estrelas muito fracas são sempre mais difíceis de ser observadas.
- ☑ Comparação feita via alinhamento das SP de diferentes aglomerados, já corrigidas a diferença das distâncias.



Aglomerados globulares

- ✓ $10^4 - 10^7$ estrelas (0,01% do total de estrelas da galáxia)
- ✓ MUITO ANTIGO (10 a 13 bilhões de anos)
- ✓ Não possuem mais estrelas azuis na SP.
- ✓ População de estrelas gigantes.
- ✓ São tipicamente encontrados no halo da Galáxia.
- ✓ Possuem abundâncias de elementos pesados típicas de pop. II
- ✓ Diâmetro aproximando entre 30 e 150 pc (5% do diâmetro)



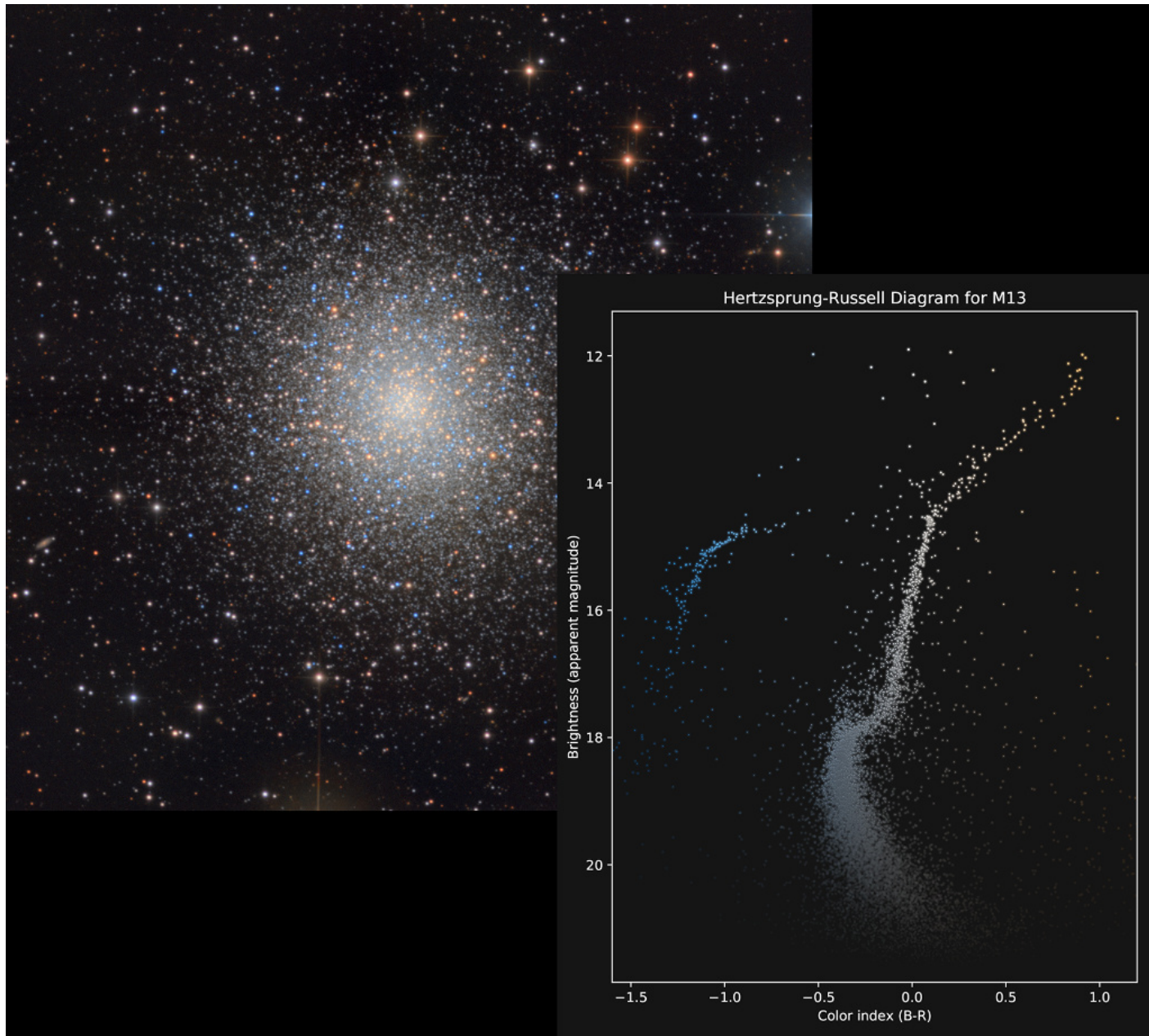
Aglom. aberto - NGC 290 (Caixinha de Jóias)



IV _ Spitzer



Óptico





Aglom. aberto - Tarântula (NGC 270)





Aglom. aberto - NGC 7129





Aglom. globular - NGC 6752



Aglom. globular - Omega Centauri

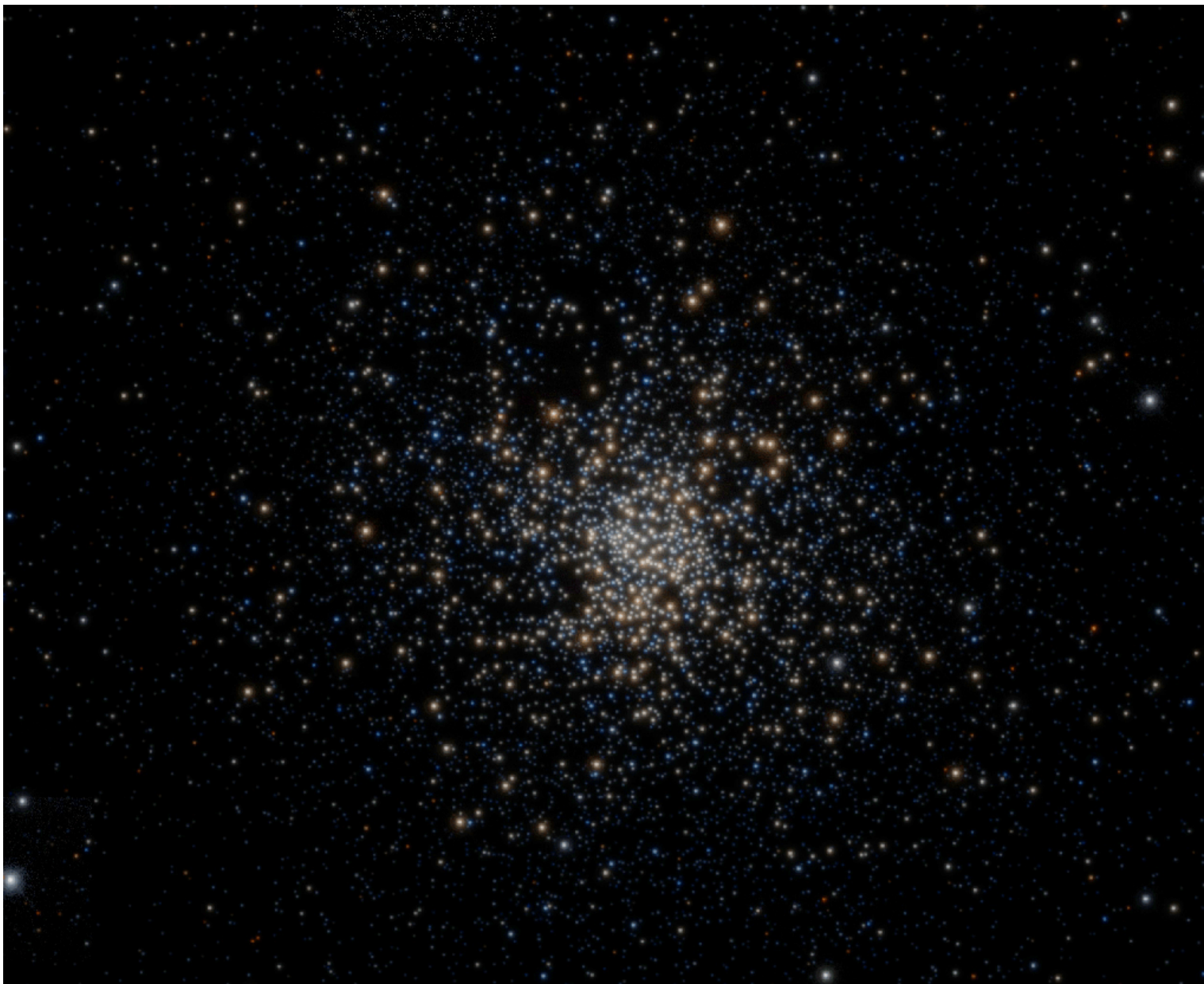






Aglom. globular - M2





Aglom. Globular NGC362

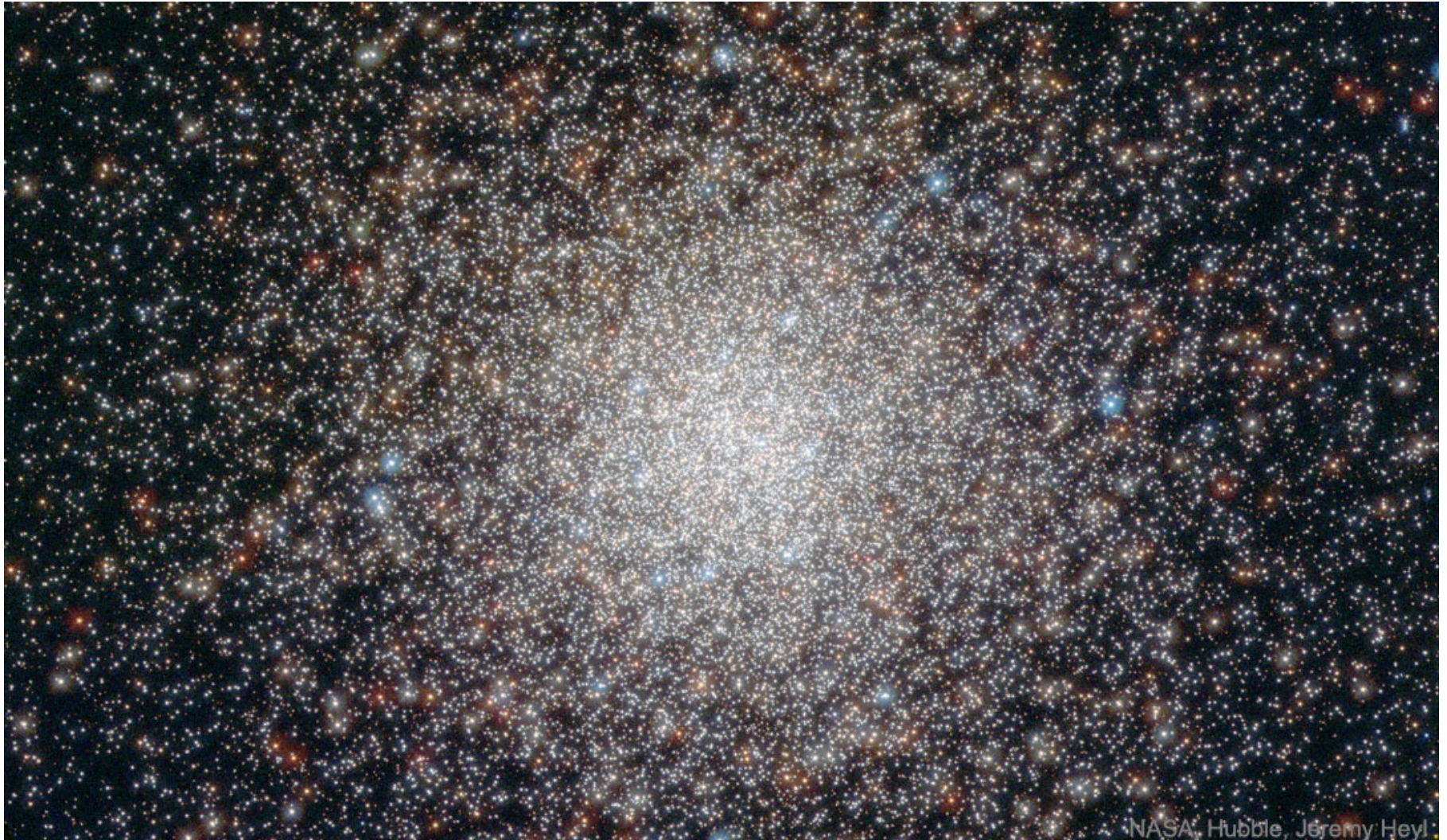
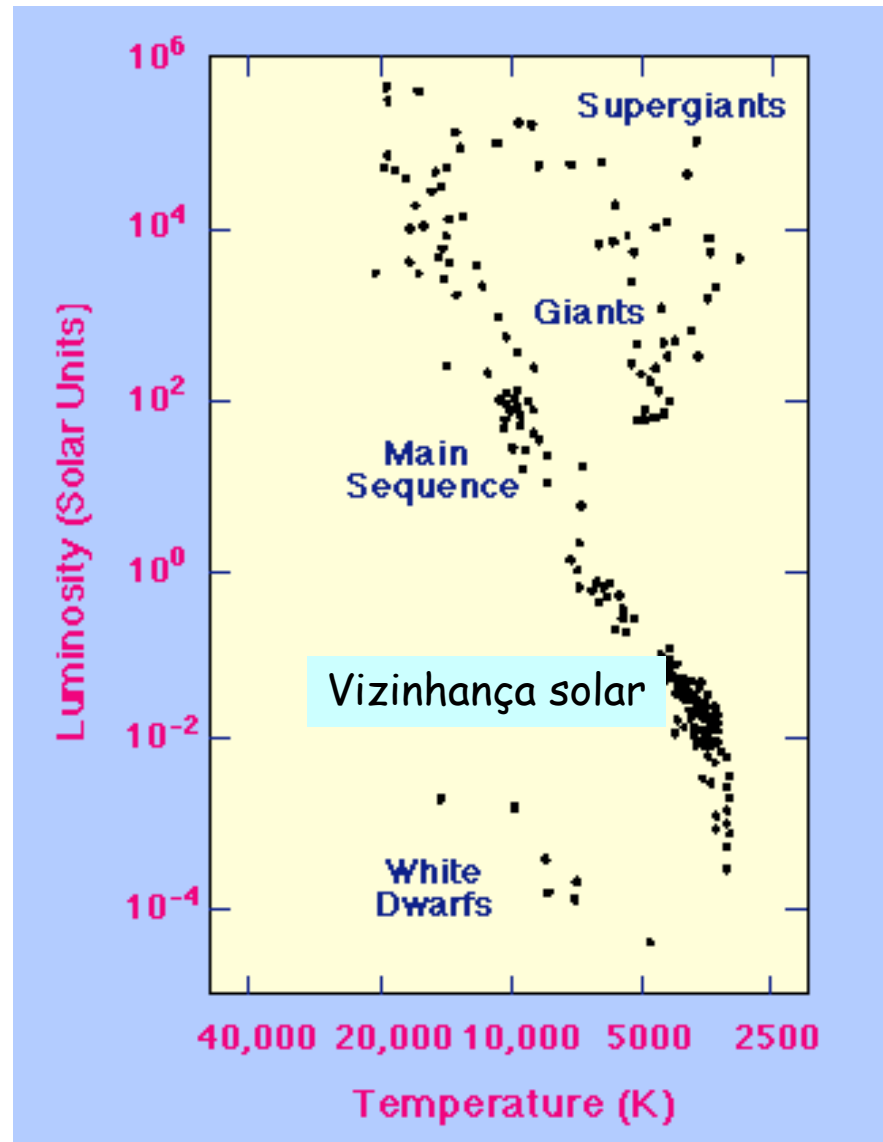
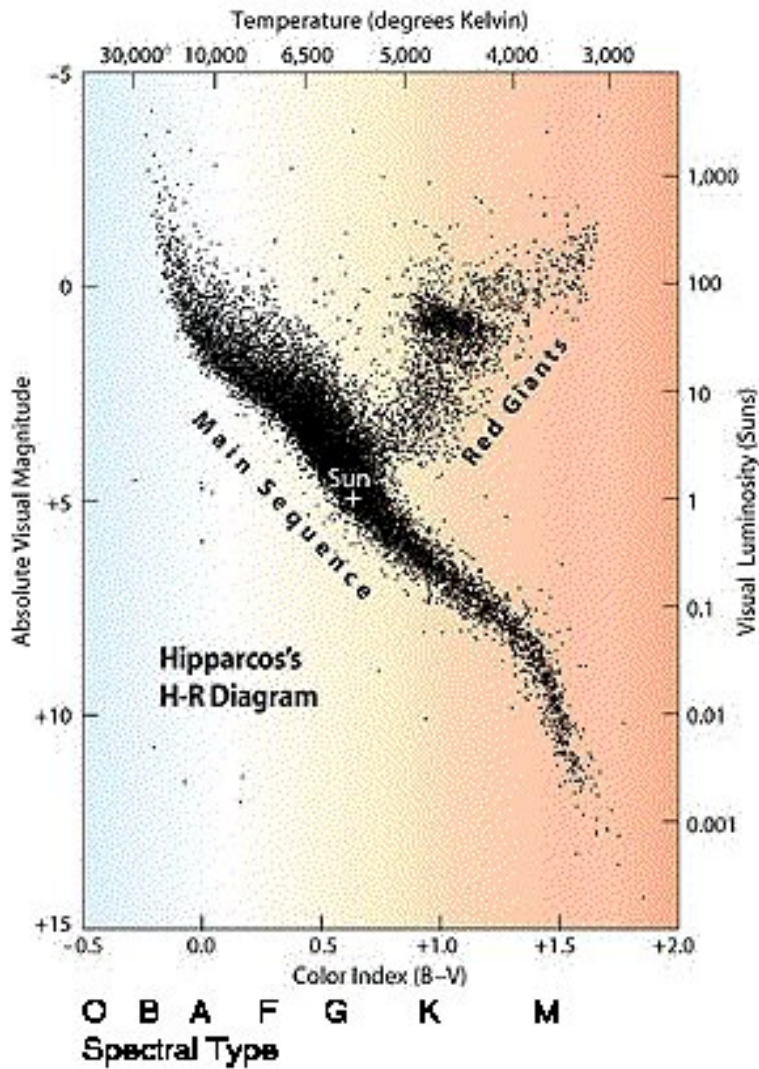
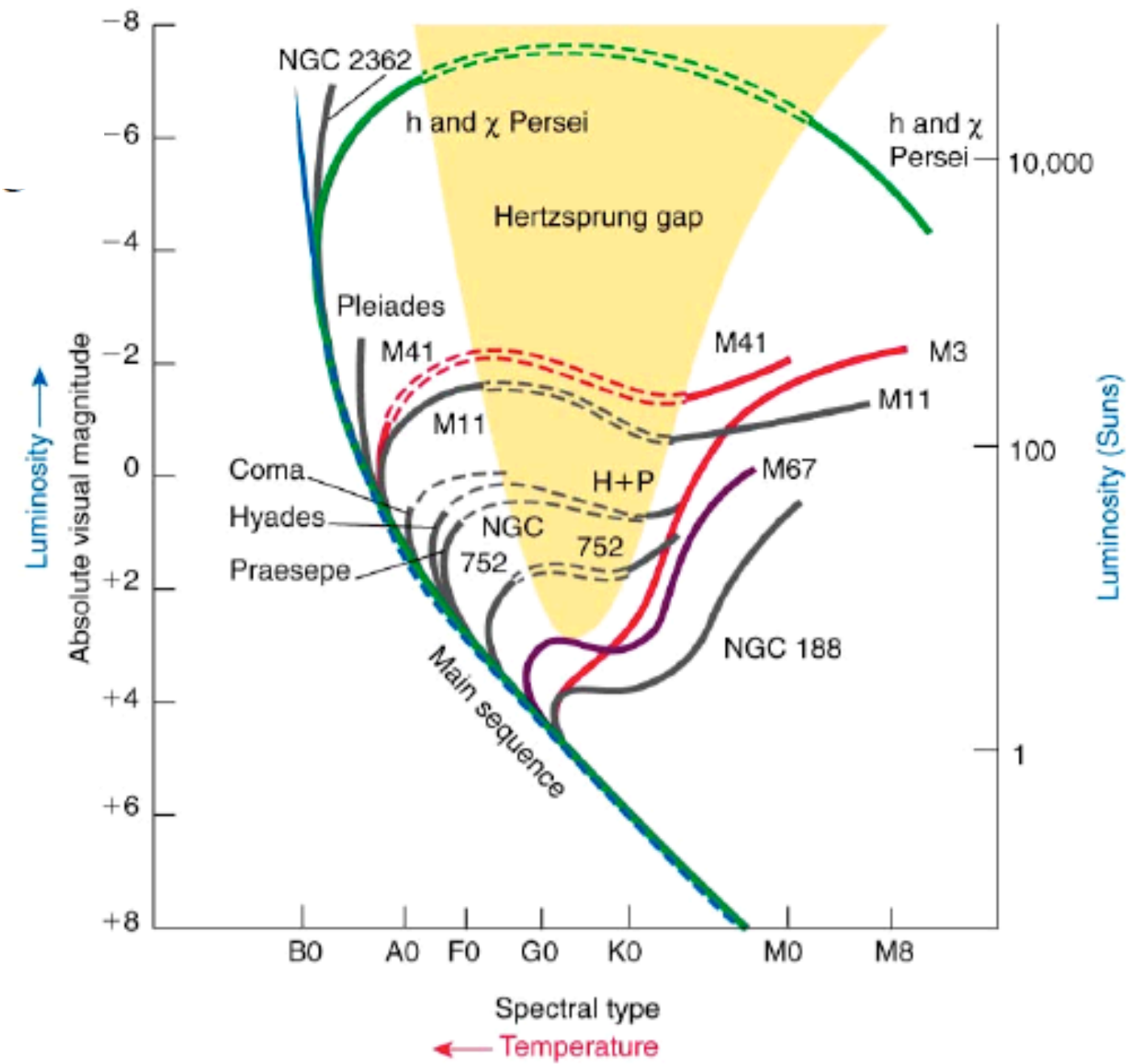
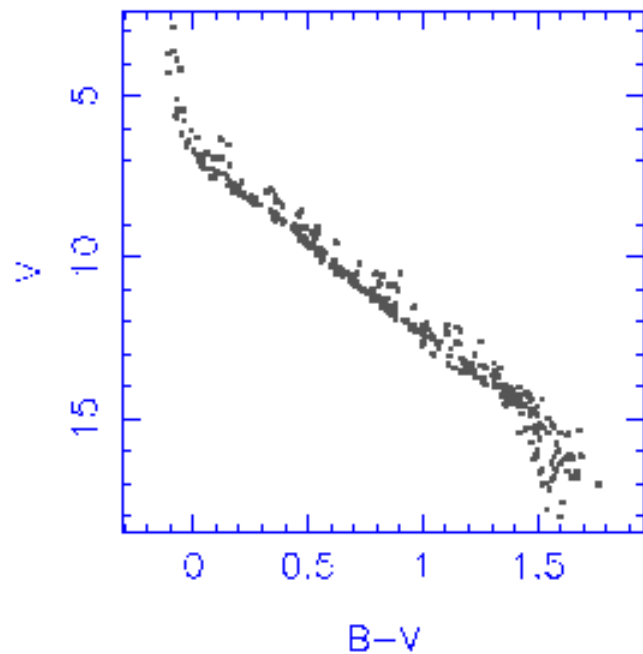


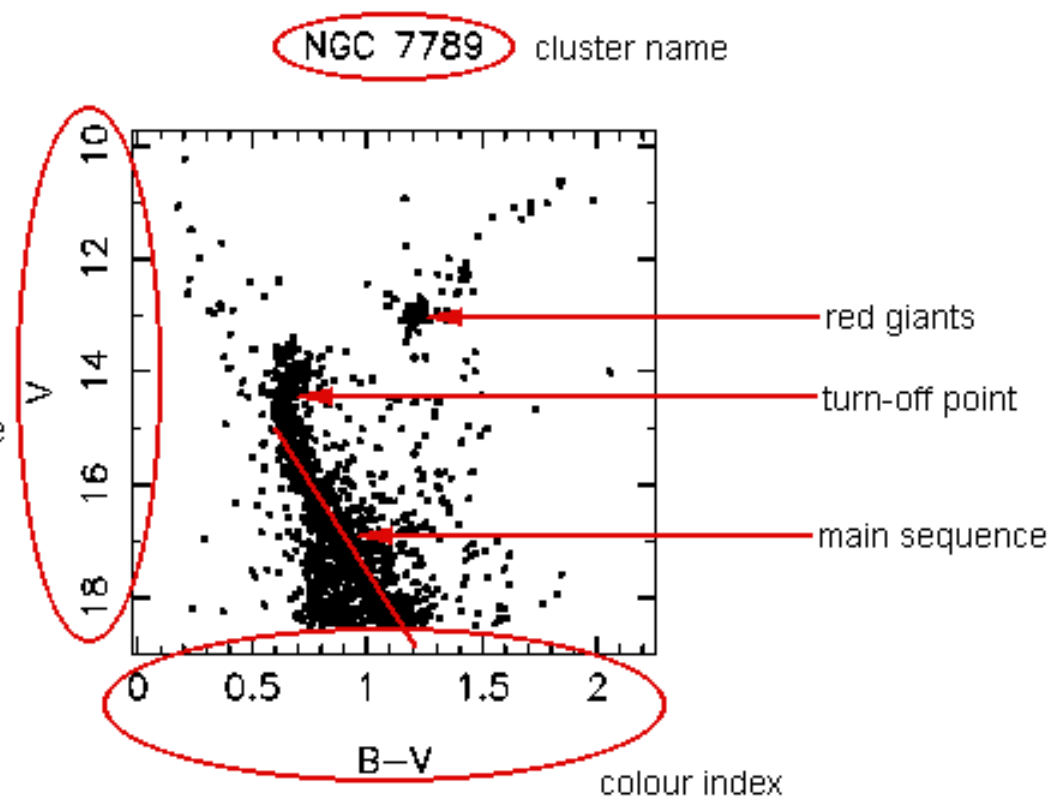
Diagrama HR de aglomerados abertos







apparent
visual
magnitude



Aglom. Globular M55

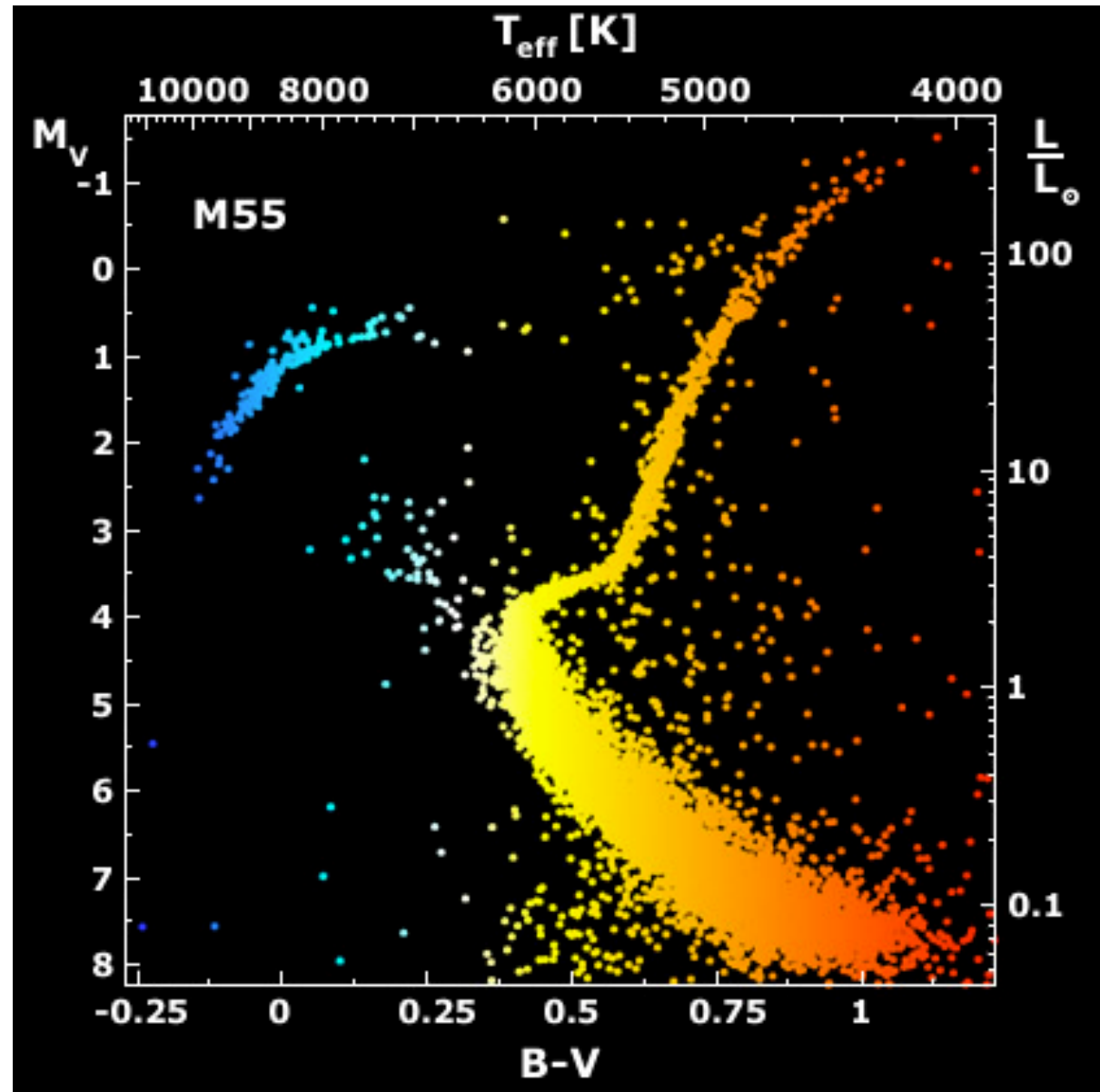
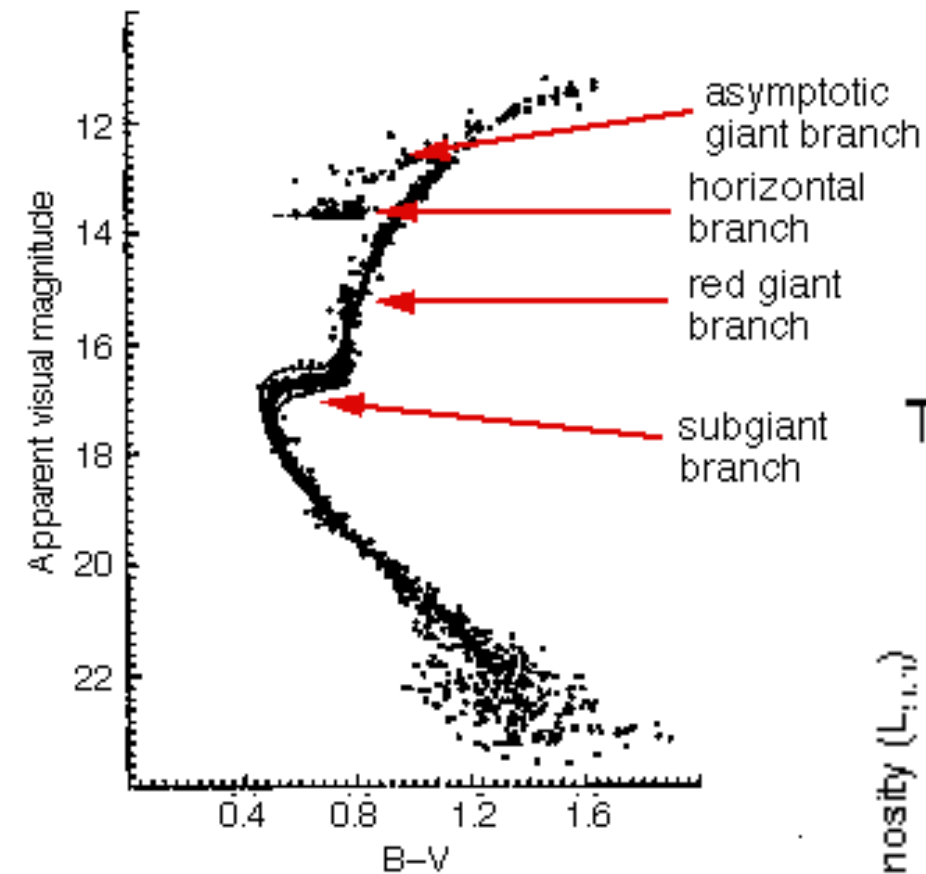
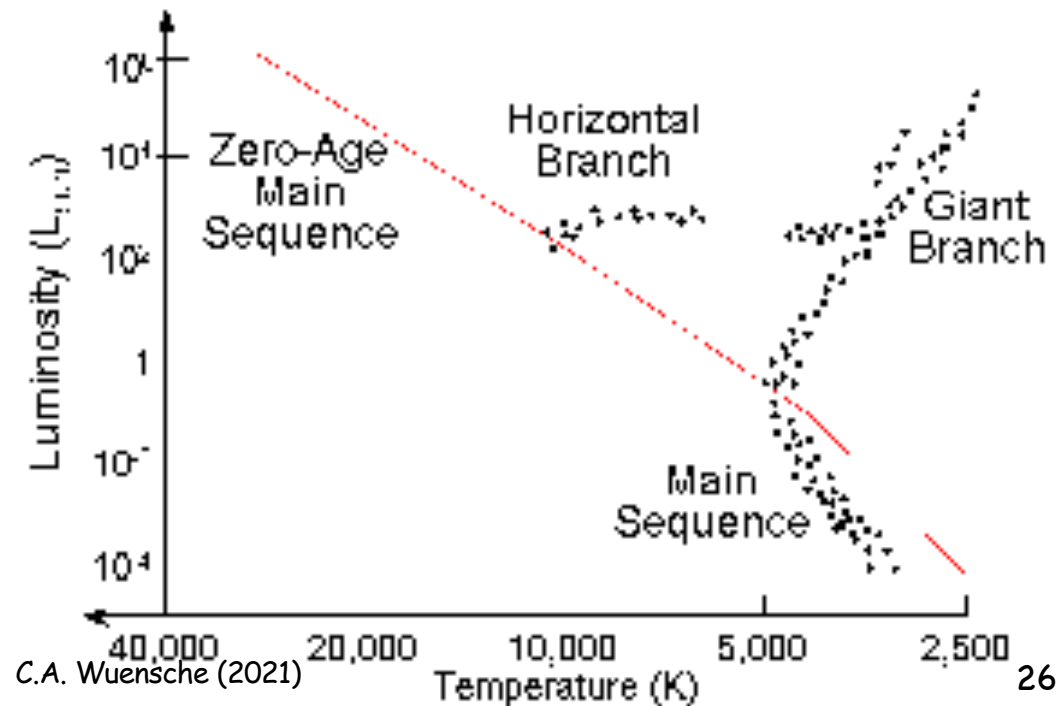


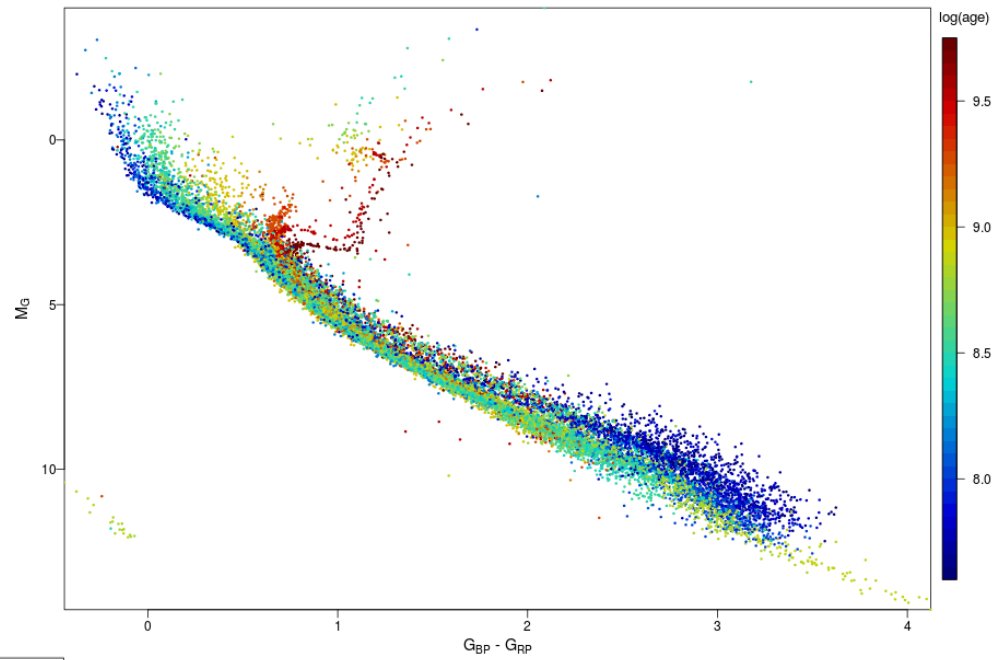
Diagrama HR de aglomerados globulares



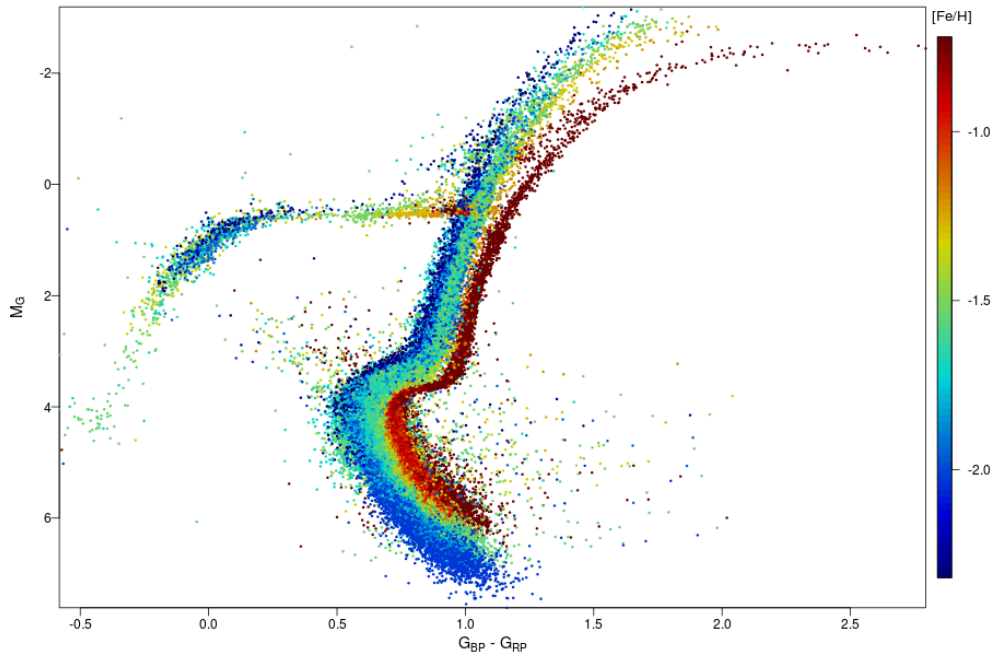
Typical Globular Cluster H-R Diagram



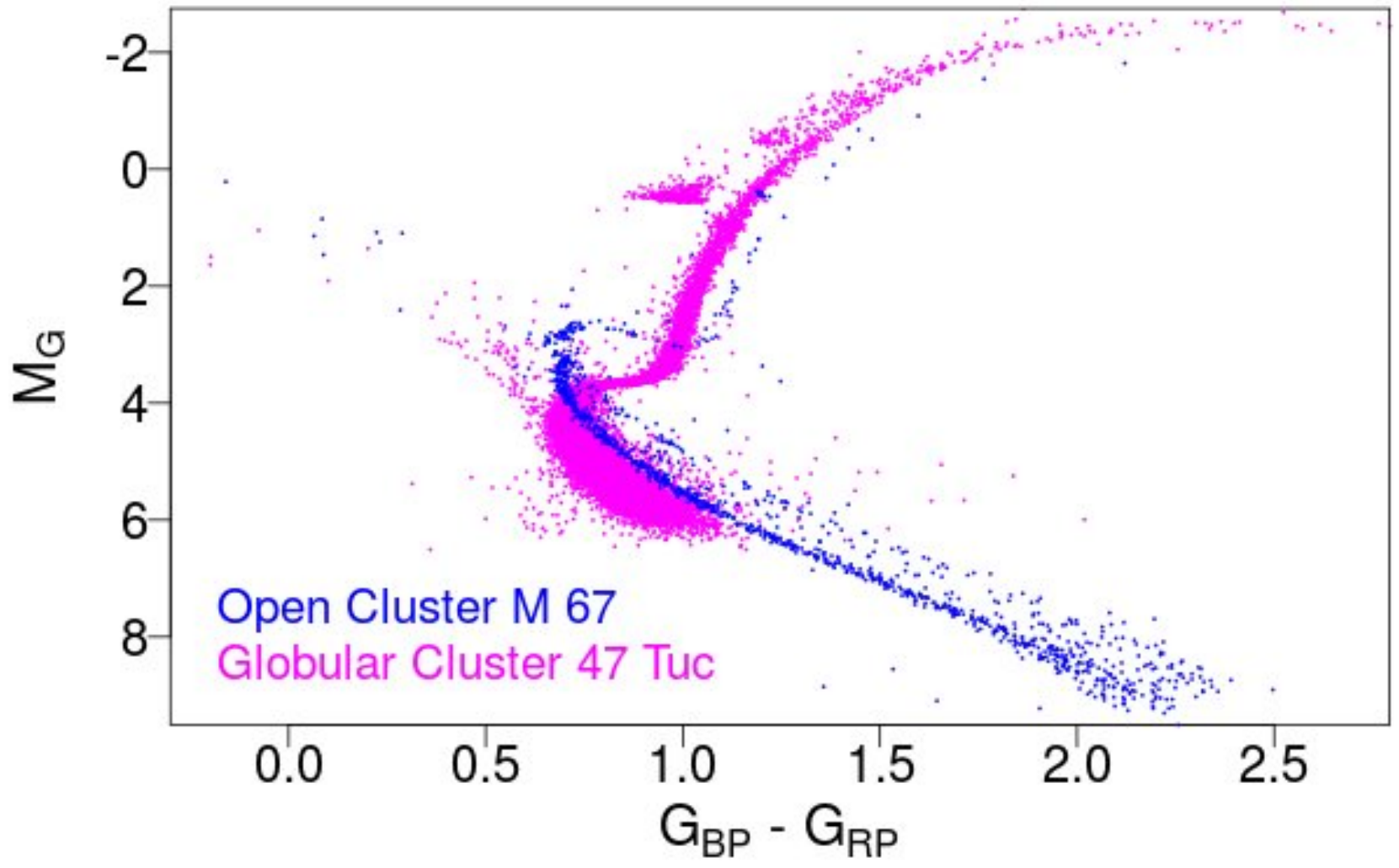
Combinação de 14 aglomerados globulares

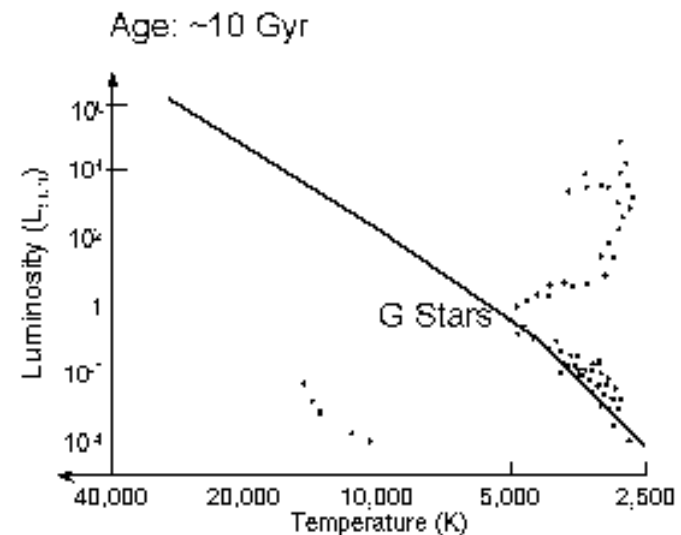
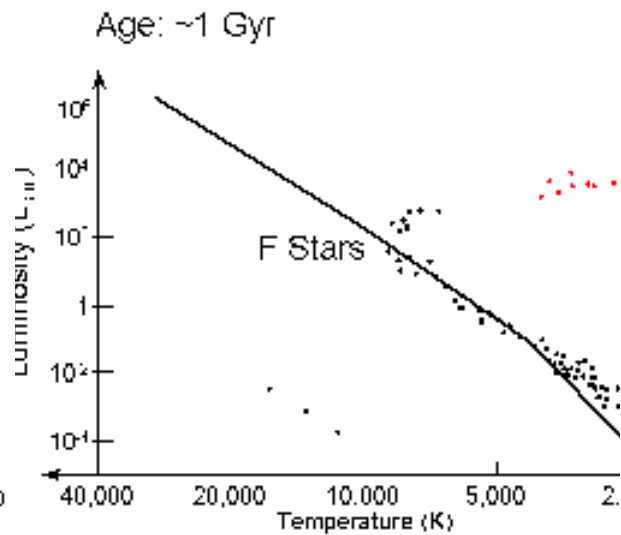
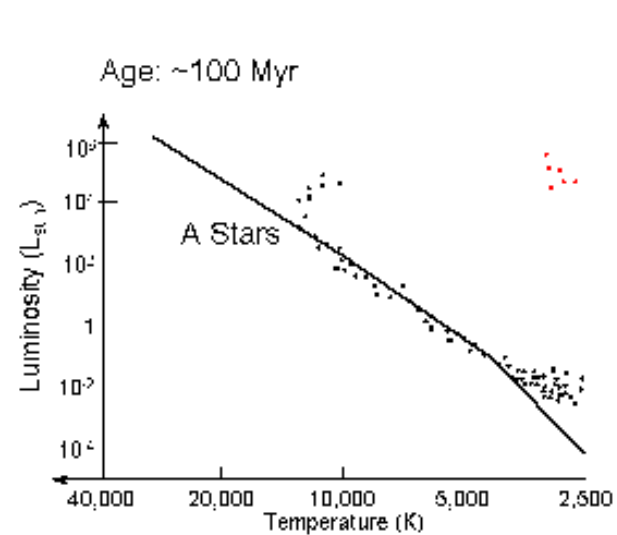
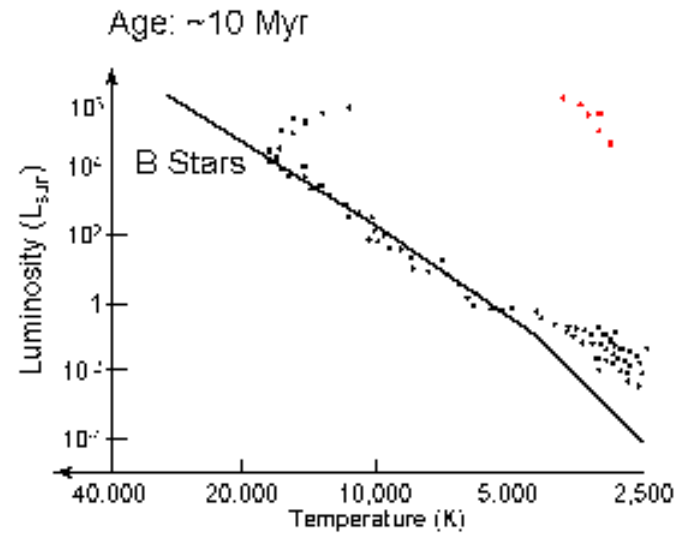
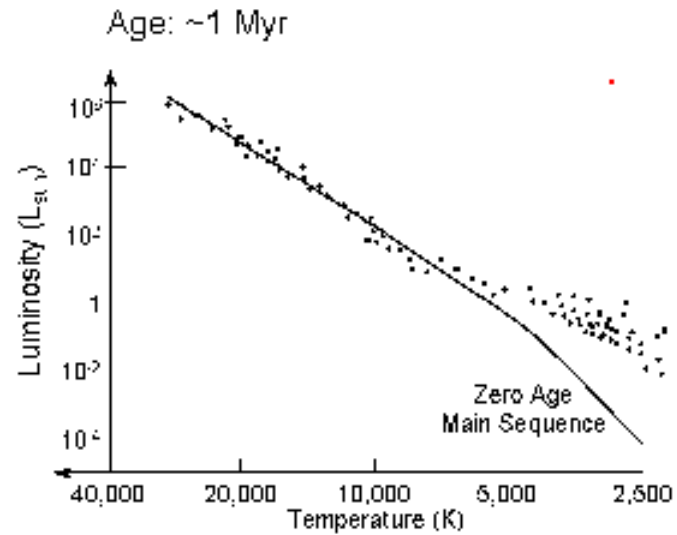


Combinação de 32 aglomerados abertos



Gaia Collaboration, A&A (2018)







Determinação de distância

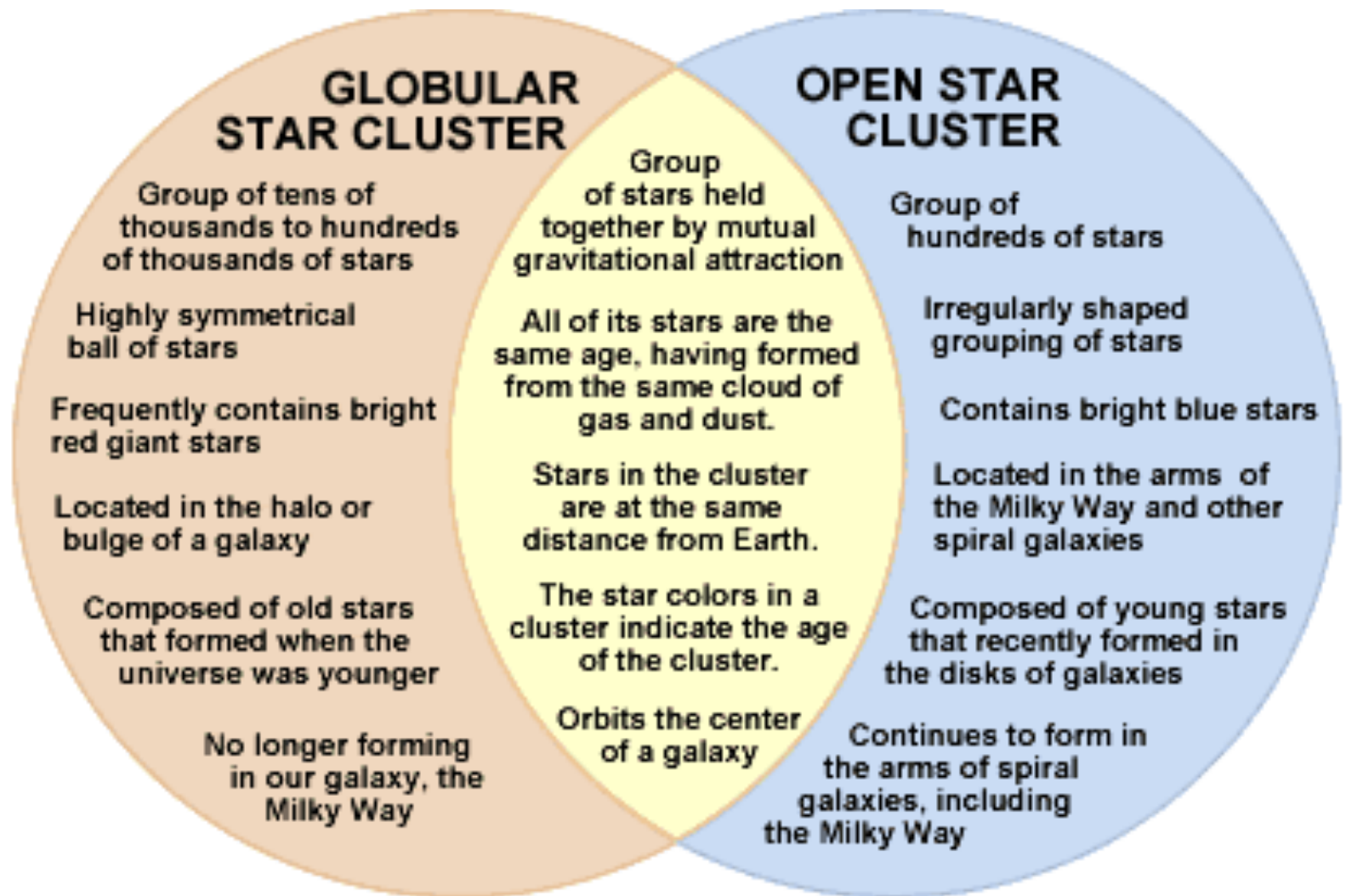
- ☑ Aglomerado padrão: as Híades
 - ✓ Próximo à Terra.
 - ✓ Movimento afastando-se de nós com uma componente ao longo da nossa linha de visada.
 - ✓ Variação do tamanho angular com o tempo.
 - ✓ Método dos aglomerados em movimento: semelhante ao processo de estimar a velocidade de carro distante, vindo em sua direção, para avaliar se é possível ou não atravessar a rua.

Distâncias às estrelas

Objeto	Método
Estrelas mais próximas	Paralaxe trigonométrica
Aglomerado das Híades	Método do "aglomerado andante"
Aglomerados abertos	Ajuste da SP às Híades
Cefeidas Clássicas	Relação $P \times L$ calibrada com Cefeidas em aglomerados abertos
Estrelas de campo RR Lyrae	Métodos estatísticos para calibrar a luminosidade
Aglomerados globulares	RR Lyrae como velas-padrão
Cefeidas tipo II	Relação $P \times L$ calibrada com Cefeidas em aglomerados globulares

Dinâmica de aglomerados

- ✓ Balanço entre a energia cinética das estrelas e a energia potencial gravitacional que caracteriza o aglomerado
- ✓ Estrelas possuem velocidade de escape da ordem de $v_e = 2 \langle V \rangle$.
- ✓ $t_{\text{evap}} \sim 100 t_{\text{relax}}$
- ✓ $t_{\text{relax}} = (2R/V) N / (24 \ln(N/2))$, em que N é o número de estrelas do aglomerado.



CONCLUSÃO

- ☑ Diagramas HR de aglomerados fornecem um cenário bastante interessante do processo de evolução estelar
- ☑ Observações de aglomerados com idades variando entre alguns milhões a 13 bilhões de anos confirmam a maior parte das idéias sobre evolução estelar
- ☑ Ainda existem problemas, mas o quadro principal parece estabelecido.



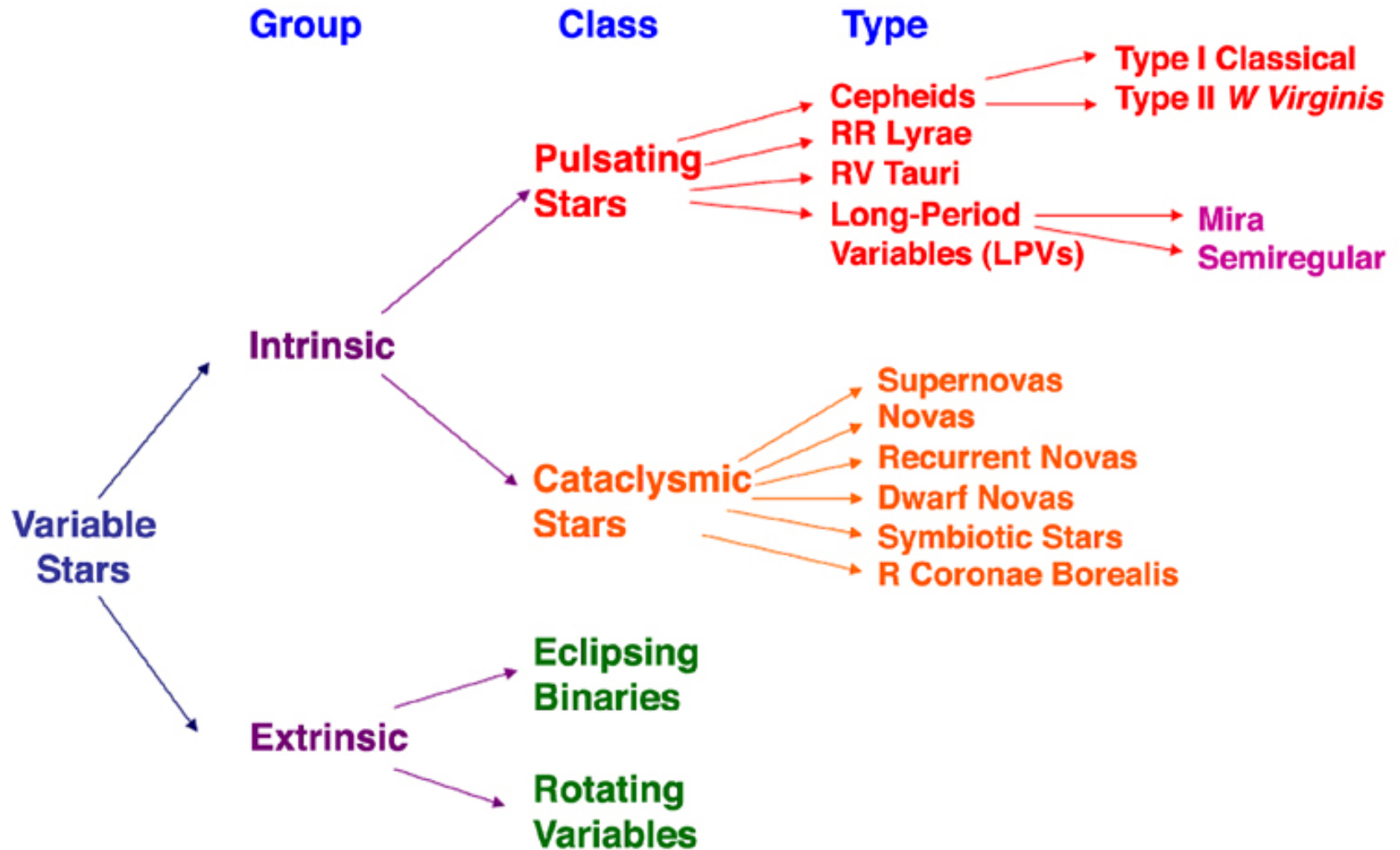
ESTRELAS VARIÁVEIS



Generalidades

- ☑ Observadas em diversas fases e em diversas regiões do diagrama HR.
- ☑ Causas diversas podem gerar as pulsações
- ☑ Tipicamente esperam-se pulsações assimétricas e não-radiais (muito mais comuns que as esfericamente simétricas).
- ☑ Praticamente todas apresentam uma relação do tipo “período-luminosidade”.

Variable Star Classification



Estrelas variáveis conhecidas

Tipo de estrela	Período	Pop.	Tipo espectral	M_V	Pulsação
RR Lirae	1.5 - 24h	II	A2-F2	$\langle M_V \rangle \sim 0,6$	Radial
Cefeidas Clássicas	1 - 50 dias	I	F6 - K2	-0,6 a 0,5	Radial
W Virginis	2 - 45 dias	II	F2 - G6	-3 a 0	Radial
RV Tauri	20 - 150 dias	II	G - K	~ -3	Radial
Semiregular vermelha	100 - 200 dias	I e II	M, N, R, S	-3 a -1	Radial
Variáveis Mira	100 - 700 dias	I e II	M, N, R, S	-2 a +1	Radial
β Cefeidas (β CMa)	3 - 6 h	I	B1 - B2	-4,5 a -3,5	Ambos
Variáveis 53 Per	0,5 - 2 dias	I	O9 - B5	-5 a -4	Não-radial
ζ Oph	Horas	I	O	-6 a -5	Não-radial
Ap Rápidas	5 - 15 min	I	$\sim A5$	+2 a +2,5	Não-radial
δ Sct	0,5 - 5 h	I	A5 - F5	+2 a +3	Não-radial
Estrelas anãs	100 - 1000 s	I	O, B2, A0	+2 a +8	Não-radial
Sol	5 - 10 min	I	G2	+4,83	Ambos

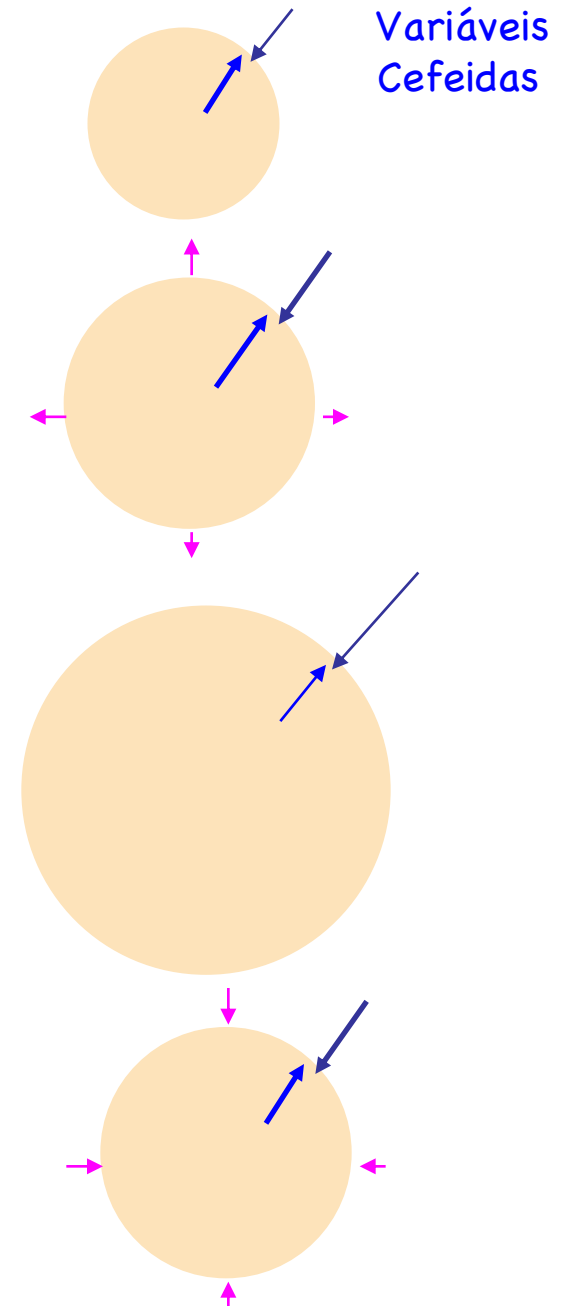


Variáveis Cefeidas

- ✓ Estrelas variáveis extremamente luminosas
- ✓ Relação período-luminosidade conhecida:
$$P\rho^{1/2} = \text{constante} \quad \text{e} \quad \rho \sim M/R^3$$
- ✓ Instabilidade causada por reações no envelope causada por pequenas perturbações
- ✓ Fisicamente, o termo de inércia, desprezado na solução da eq. de movimento da SP, passa a ser considerado!
- ✓ A pequena faixa de instabilidade e a forte dependência do período com o raio permite que os períodos de instabilidade sejam bem determinados (pares L , R conhecidos).

- ☑ Magnitude variável, em função de seu raio (estrelas mais massivas tem maior raio e maior variação PLC).
- ☑ Observadas em aglomerados abertos, mais próximos a nós.
- ☑ Localização no diagrama HR: dentro da faixa de instabilidade, próximo à região das gigantes vermelhas.
- ☑ W Virginis (Cefeidas tipo II): estrelas de população II!!!!
 - ✓ Mais fracas que as Cefeidas Clássicas
 - ✓ Menos luminosas
 - ✓ Diferentes formas das curvas de luz.

- ✓ Incluem também as W Virginis
- ✓ δ Cefeidas variam de intensidade de um fator 2 num período de 2 dias.
- ✓ Equilíbrio instável \Rightarrow oscilações
- ✓ Relação período-luminosidade bem definida
- ✓ São calibradores para a “régua cósmica” (“velas-padrão”), determinando a escala de distâncias extragalácticas, além dos limites da paralaxe estelar, usando determinação precisa da luminosidade
- ✓ RR Lyrae
 - ✓ Estrelas do ramo horizontal (menores e menos luminosas que as Cefeidas).
 - ✓ Períodos curtos e mesma luminosidade típica!
 - ✓ Bons indicadores de distância – calibradores típicos dos agl. globulares.



Causa das oscilações

- ☑ Em estrelas normais:
 - ✓ Camada comprimida mais quente e deve irradiar esse excesso de energia para as vizinhanças
 - ✓ O excesso irradiado para as vizinhanças minimiza a instabilidade e a oscilação de volta, em estrelas normais.
- ☑ Nas Cefeidas, RR Lirae e W Virginis:
 - ✓ Há “vazamento” de calor para dentro da região comprimida.
 - ✓ Devido ao “excesso” de energia, ela oscila mais fortemente de volta à posição original.
 - ✓ Acontece em regiões de ionização e recombinação de elementos abundantes.
 - ✓ Associada à reação das camadas mais externas do envelope a oscilações internas (oscilações esfericamente simétricas).

Escala de tempo de oscilação

Vamos considerar perturbações estruturais induzidas por uma onda sonora de baixa amplitude, e calcular o tempo que ela leva para ir do centro à superfície e voltar...

Período $\longrightarrow \Pi = \frac{2R}{v_s}$

\longleftarrow Raio da estrela
 \longleftarrow Velocidade do som

Da teoria cinética básica, a velocidade do som local (adiabática) é dada em função da pressão e da densidade:

$$v_s^2 = \left(\frac{dP}{d\rho} \right)_{ad} = \Gamma_1 \frac{P}{\rho}$$

$$\Gamma_1 = \left(\frac{d \ln P}{d \ln \rho} \right)_{ad} = \frac{\rho}{P} \frac{dP}{d\rho} \Big|_{ad}$$

Veremos que Γ_1 é da ordem de 1

Se o equilíbrio hidrostático é mantido enquanto a onda passa, pelo teorema do Virial teremos:

Escala de tempo de oscilação

Momento de inércia $\leftarrow \frac{1}{2} \frac{d^2 I}{dt^2} = 2E_{cin} + E_{grav}$

$$\frac{1}{2} \frac{d^2 I}{dt^2} = \int_M \frac{3P}{\rho} dM_r + E_{grav}$$

O termo de inércia não contribui para esta relação uma vez que a onda sonora é de baixa amplitude e perturba levemente a estrela durante a sua passagem.

$$-2E_{grav} = 3 \int_M P dV_r, \text{ mas } dV = dM / \rho$$

$$-2E_{grav} = 3 \int_M \frac{P}{\rho} dM_r = 3 \int_M \frac{v_s^2}{\Gamma_1} dM_r \approx \frac{3v_s^2}{\Gamma_1} M$$

v_s e Γ são médias tomadas sobre as quantidades

Escala de tempo de oscilação

Usando a relação para a energia potencial gravitacional e substituindo na expressão inicial para o período de propagação da onda, obtemos:

$$\Pi = \frac{2R}{v_s}$$

$$E_{grav} = -GM^2 / R$$

$$E_{grav} \approx -\frac{3v_s^2}{2\Gamma_1} M$$

$$v_s^2 \approx \frac{2GM^2}{3MR} \Gamma_1 \Rightarrow \Pi \approx \left(\frac{R^3}{GM} \right)^{-1/2} \Rightarrow \Pi \approx \left(\frac{1}{G\langle\rho\rangle} \right)^{-1/2}$$

Na estimativa para a relação do período colocamos os valores próximos a 1 como sendo da ordem de 1...



Solução matemática das oscilações

- ☑ Problema de autovalor!
- ☑ A perturbação ocorre como uma pequena compressão e rápida liberação da camada comprimida.
- ☑ Isso causa uma oscilação, uma vez que o termo de inércia não permite a restauração imediata da condição de equilíbrio \Rightarrow oscilação radial!

Solução matemática das oscilações

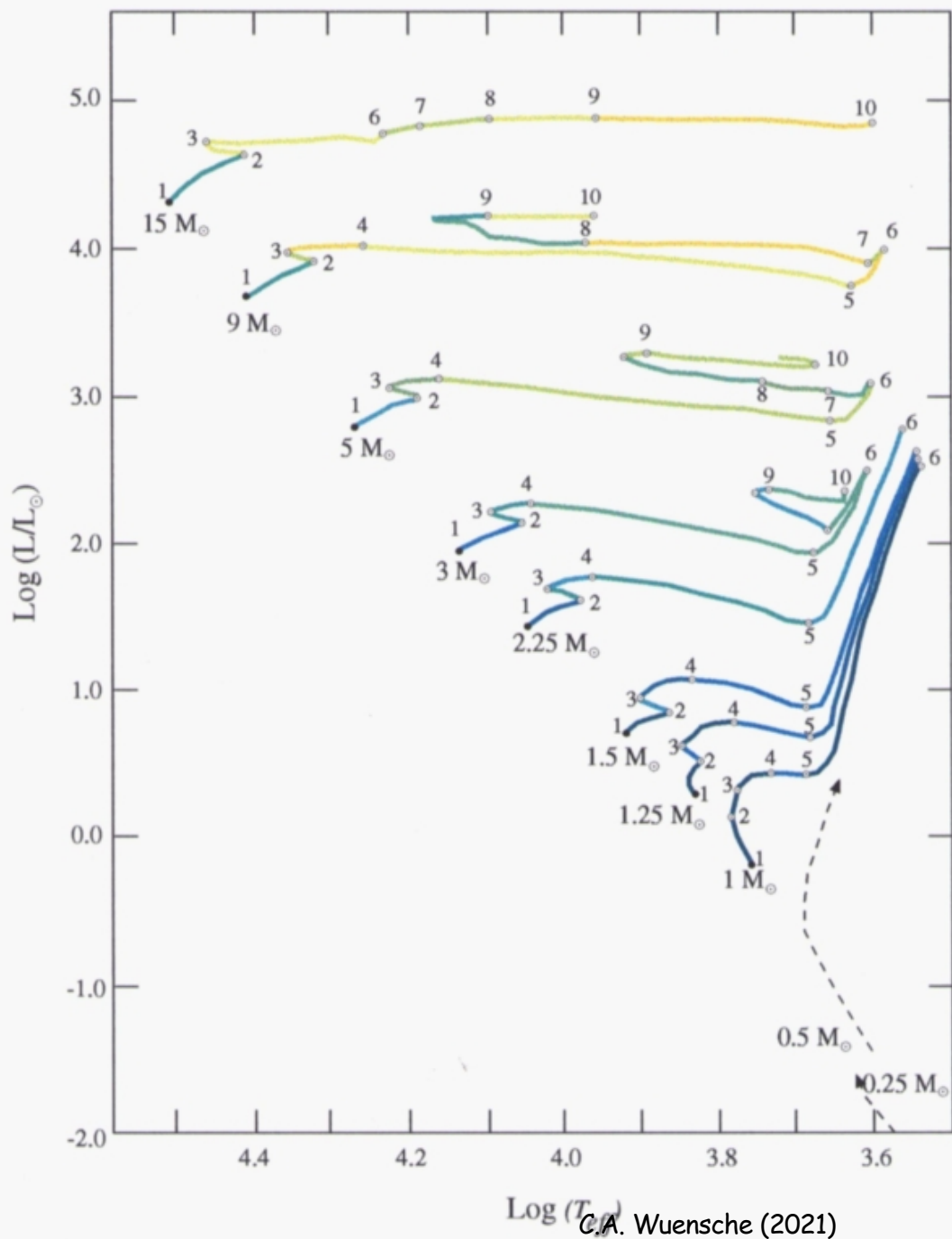
- ✓ A solução para oscilações radiais, esfericamente simétricas, de modelos politrópicos de índice n permite encontrar a relação período-densidade:

Constante, para um dado n

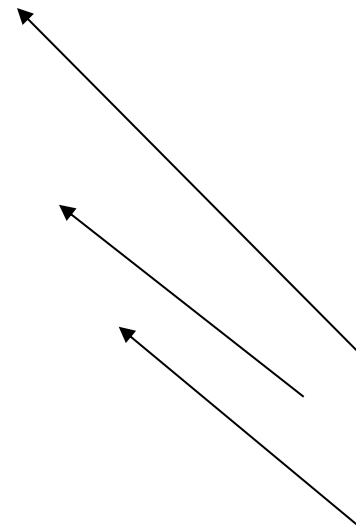
$$\Pi \sqrt{\bar{\rho}} = \left[\frac{(n+1)\pi}{\gamma_{ad} G \Omega^2} \left(\frac{\bar{\rho}}{\rho_c} \right)_n \right]^{1/2}$$

Relação período-luminosidade-cor, derivada por Iben e Tuggle (1972), a partir de uma combinação de modelos estelares e estudos de pulsação.

$$\log \left(\frac{L}{L_{Sol}} \right) = -17,1 + 1,49 \log \Pi + 5,15 \log T_{ef}$$



C.A. Wuensche (2021)



Região dos loops e faixa de instabilidade das Cefeidas.

Os “loops”

- ✓ São a parte da trajetória que vai de 6 a 10 no slide anterior.
- ✓ Ocorrem somente para estrelas de massa intermediária, com o tamanho do *loop* dependendo da massa.
- ✓ As estrelas do tipo solar ficam confinadas a subir e descer numa trajetória paralela à linha de Hayashi.
- ✓ Ocorrem durante a fase mais lenta da queima nuclear do He na parte interna do caroço estelar.
- ✓ Queima de He → **Gigantes vermelhas!**



Sistemas Binários

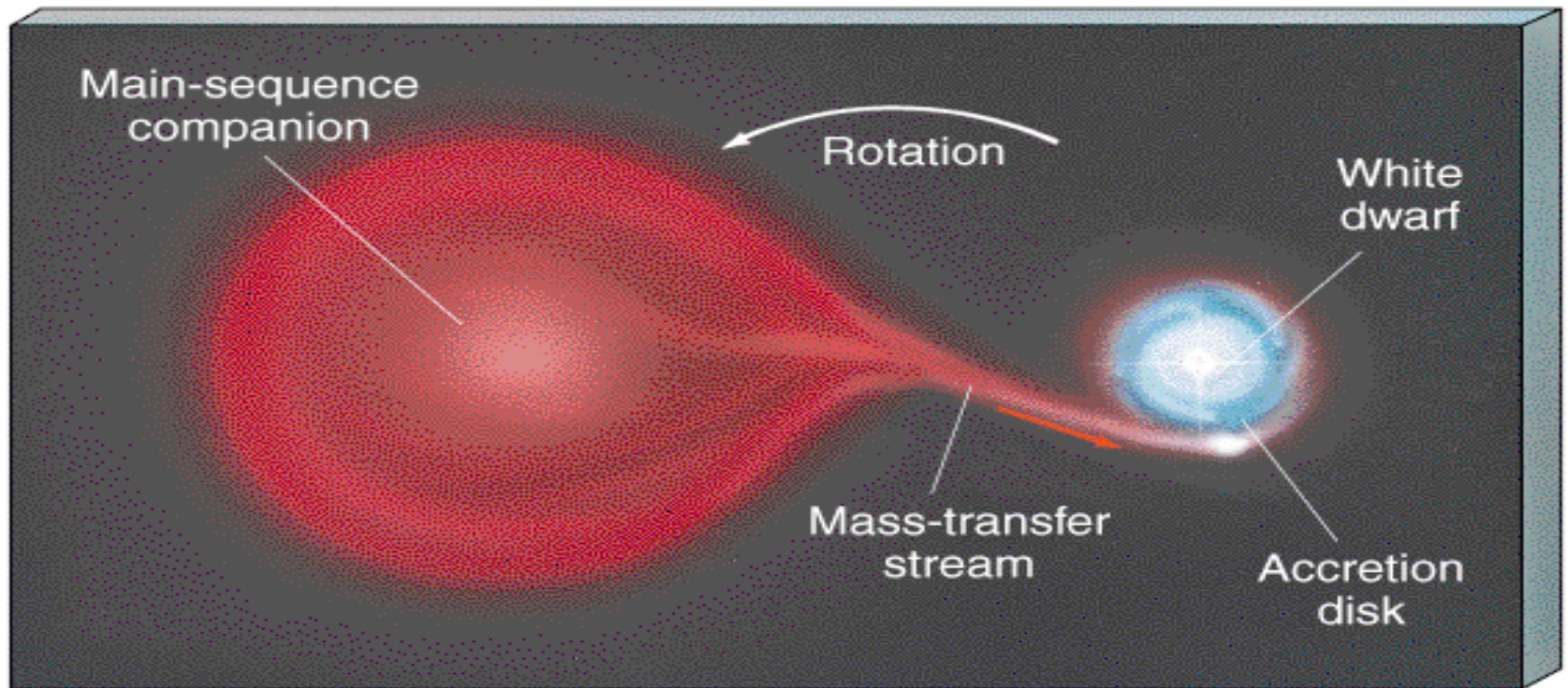
F. Jablonski / Setembro 2003

- ☑ Propriedades / nomenclatura
 - ✓ Elementos orbitais
 - ✓ Binárias visuais ou astrométricas
 - ✓ Binárias espectroscópicas
 - ✓ Binárias eclipsantes

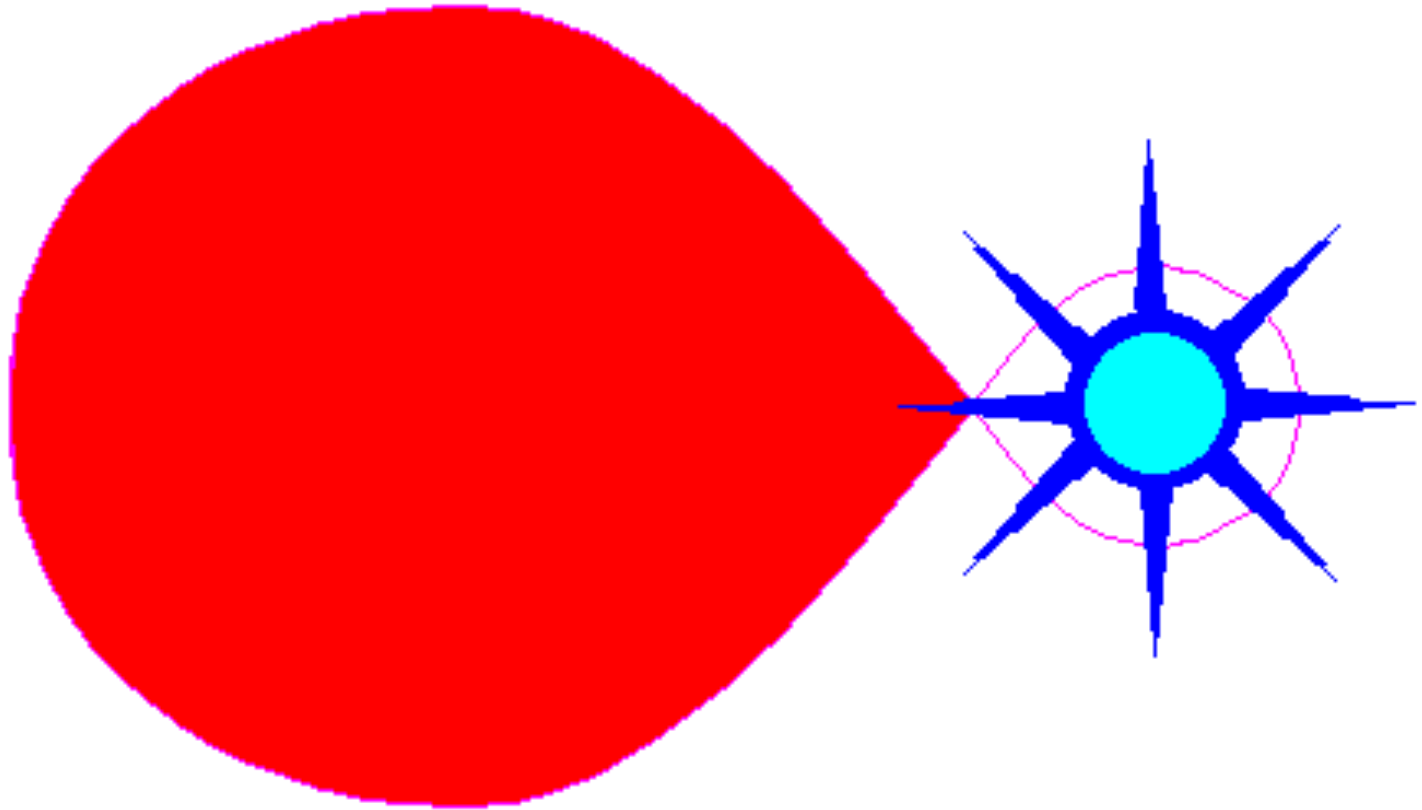
Vida após a morte para anãs brancas

- ☑ A melhor explicação para novas é a fusão superficial em uma anã branca.
- ☑ Anãs brancas não possuem H para queimar em reações nucleares.
- ☑ A anã branca, em um sistema binário, captura H da companheira por efeitos de maré.
- ☑ H acumula-se na superfície da AB, onde a gravidade superficial é extremamente alta.
- ☑ A camada externa de H será comprimida até reiniciar a fusão e a camada externa explodir.

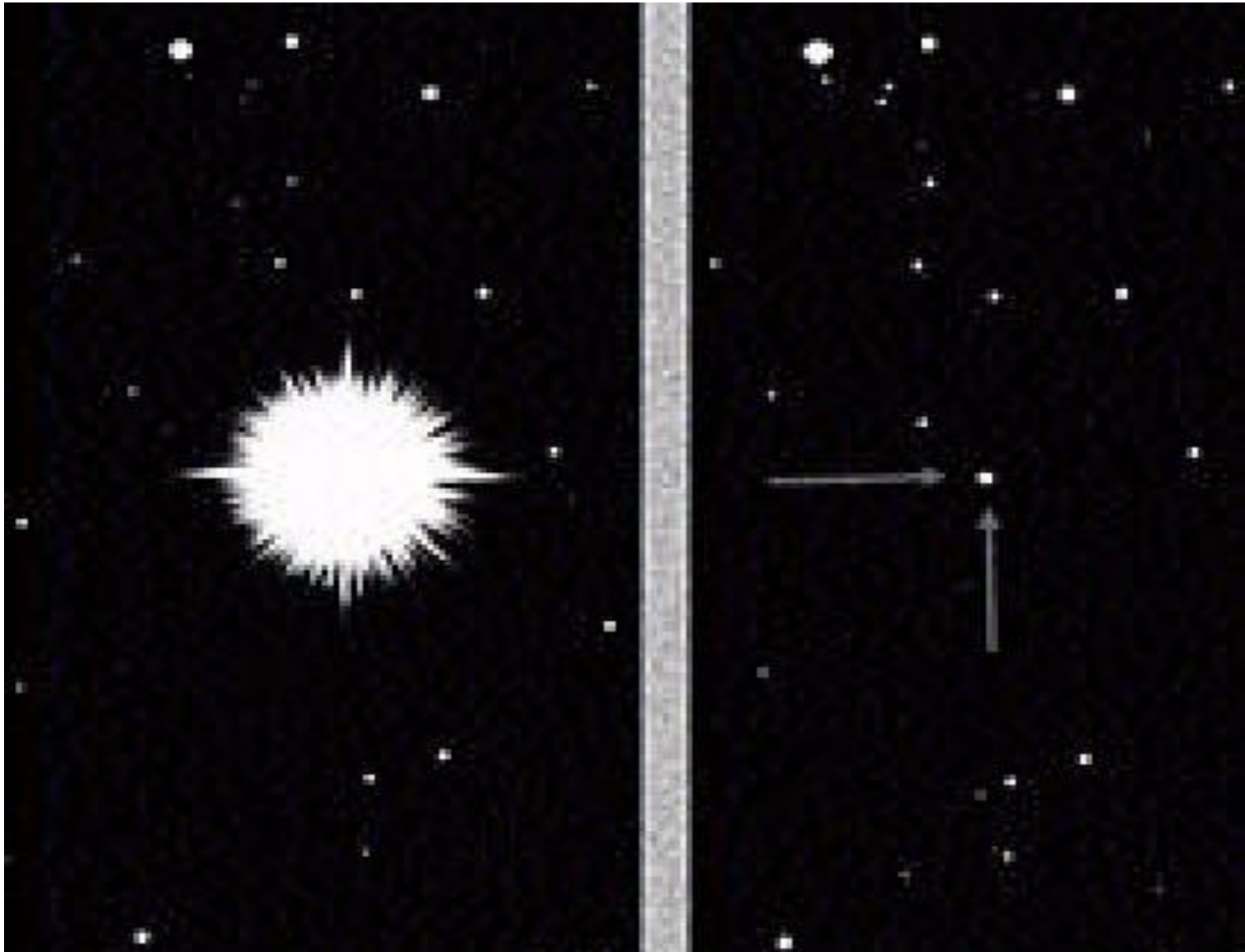
Vida após a morte para anãs brancas



Nova em um sistema binário



Nova em Hercules



Sistemas Binários

- ☑ Panorama
 - ✓ Teorias de formação
 - ✓ Fração de binárias em diferentes ambientes
 - Efeitos no diagrama Cor x Magnitude (ou HR)
 - Número de SN I
 - ✓ Binárias e a formação estelar
 - Função de massa inicial (FMI)
 - Discos circunstelares e planetas
 - ✓ Binárias e a evolução
 - Fase de envelope comum
 - Interação (discos de acréscimo, jatos)

Elementos orbitais

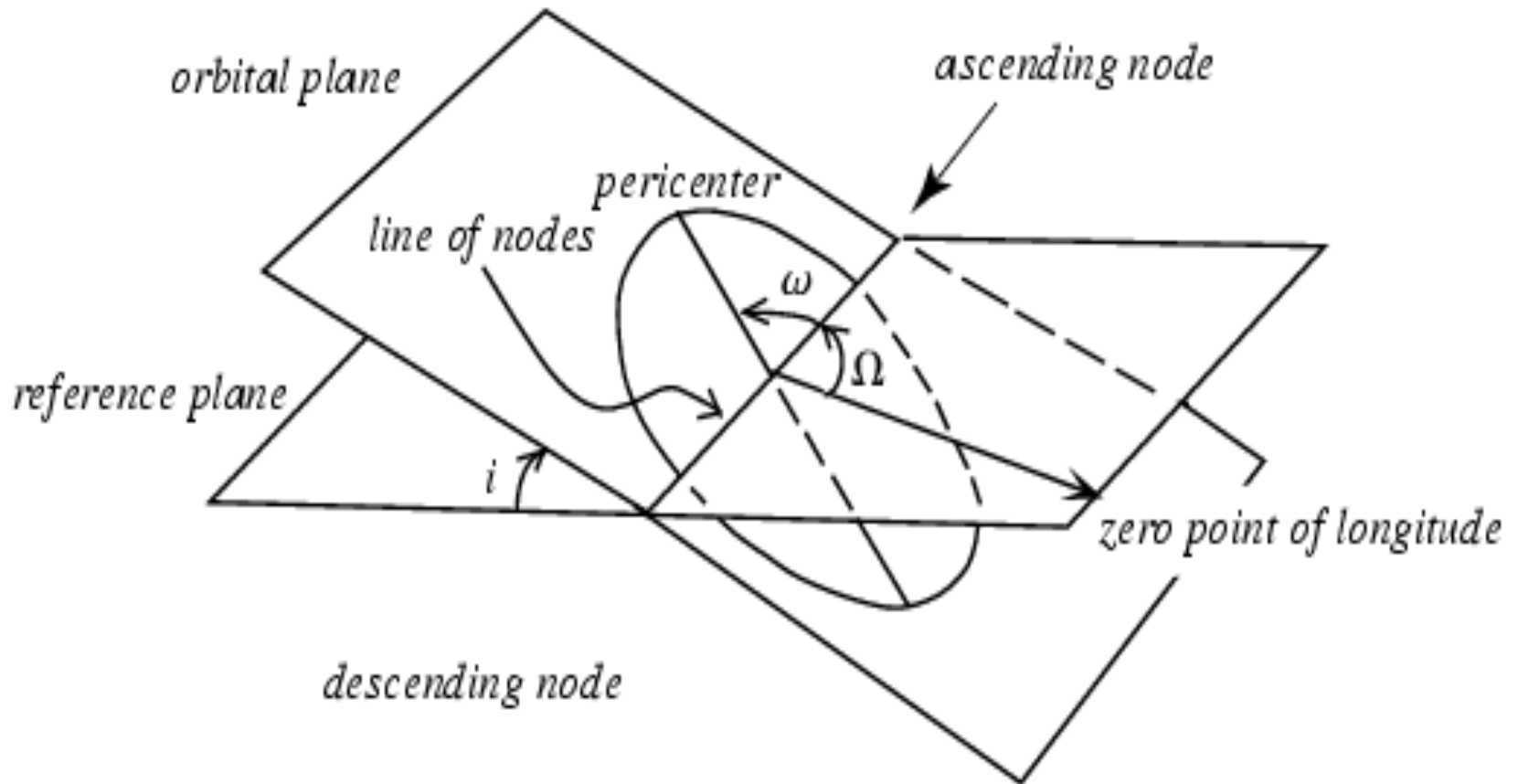
- ☑ Para descrever completamente a aparência das órbitas das estrelas que formam uma binária, precisamos das leis de Kepler e de parâmetros que descrevem a orientação do sistema. Os chamados "elementos orbitais" são:

- semi-eixo maior, a
- excentricidade, e
- período orbital, P
- ângulo de inclinação, i
- longitude do periastro (ou pericentro), ω
- instante de passagem pelo periastro, T_o , ou a origem em longitude, Ω

$$\sqrt{1 - \frac{b^2}{a^2}}$$

- ☑ Um conjunto de parâmetros auxiliares é usado para calcular as posições e velocidades de interesse na prática

Elementos orbitais





Elementos orbitais (binárias astrométricas)

$$\mu = \frac{360^\circ}{P}$$

$$M = \mu(t - T) = E - e \sin E$$

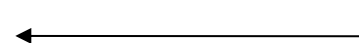
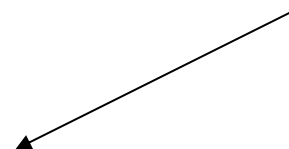
$$r = a(1 - e \cos E)$$

$$\tan\left(\frac{1}{2}v\right) = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \tan\left(\frac{1}{2}E\right)$$

$$\tan(\theta - \Omega) = \pm \tan(v + \omega) \cos i$$

$$\rho = r \cos(v + \omega) \sec(\theta - \Omega)$$

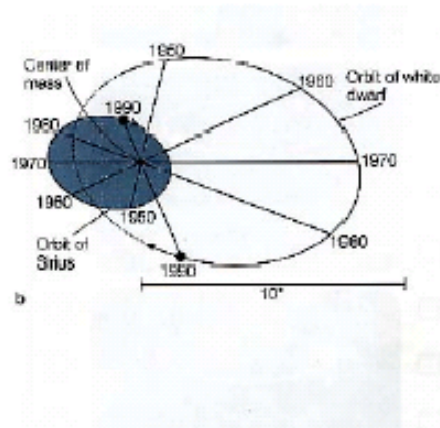
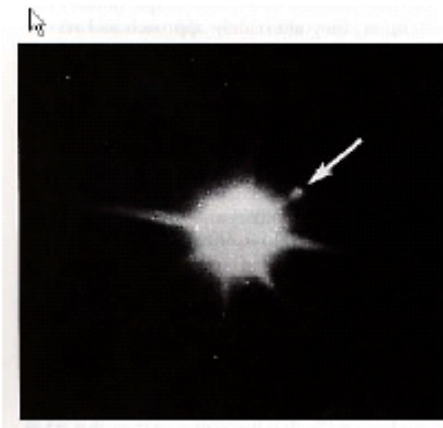
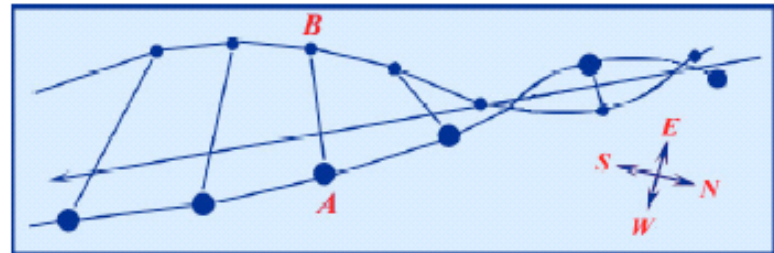
Equações descrevendo o
movimento elíptico



Órbita projetada

Binárias astrométricas (Sírius A, B)

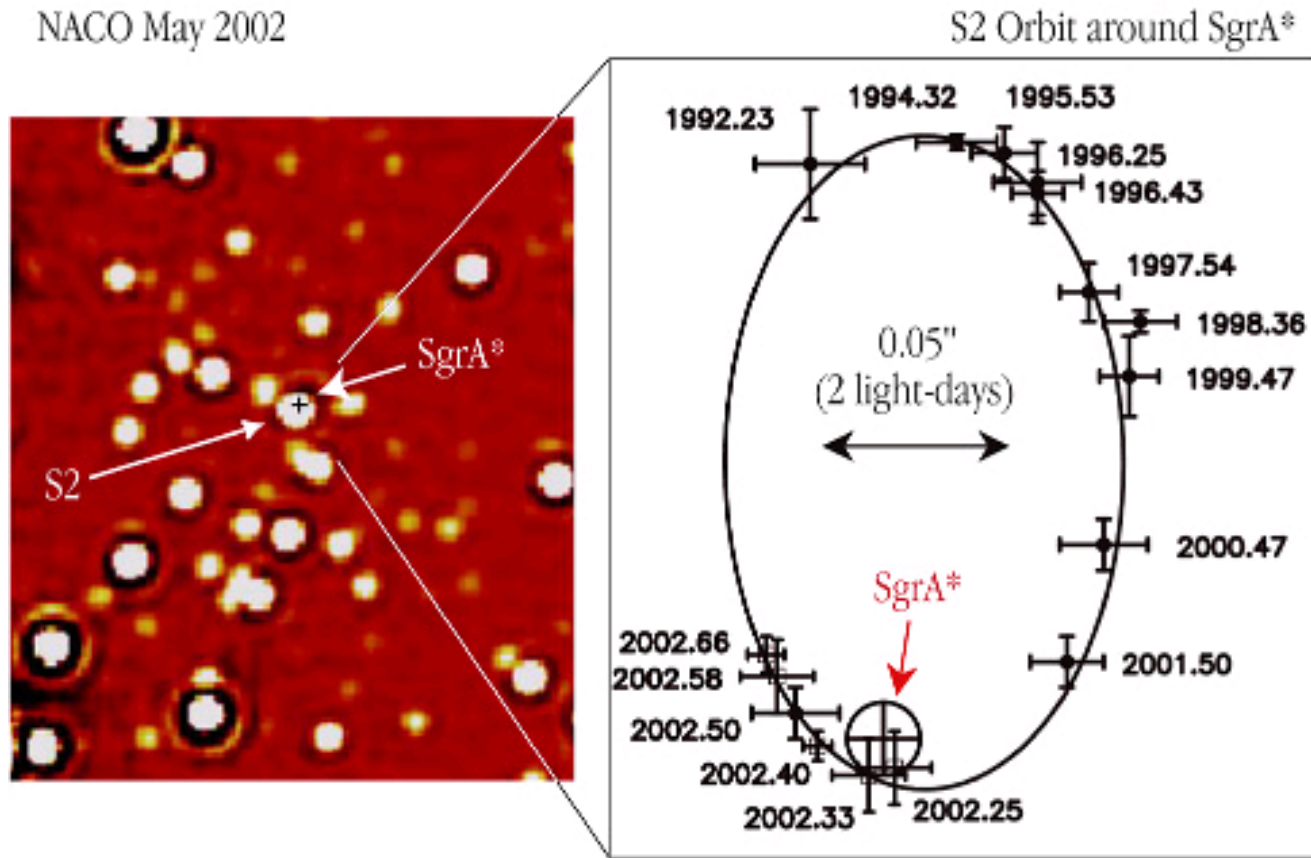
Observed motion
on the sky



Orbital Motion
relative to
center of mass

Period:	49.94 years
Parallax:	0.377"
Apparent Magnitudes (bol):	-1.55, +5.69
Apparent Semi-Major Axis:	7.62'
Ratio of Orbits a_A/a_B :	0.466
Inclination:	~ 0

Um sistema múltiplo notável: o buraco negro no centro da Galáxia



The Motion of a Star around the Central Black Hole in the Milky Way

ESO PR Photo 23c/02 (9 October 2002)

© European Southern Observatory

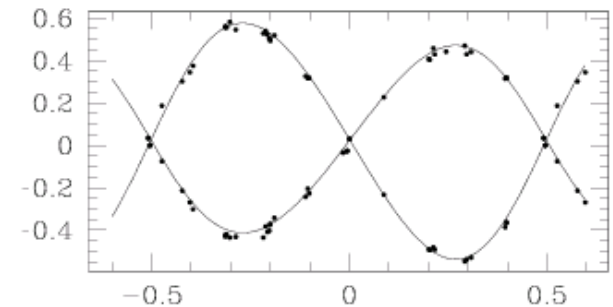
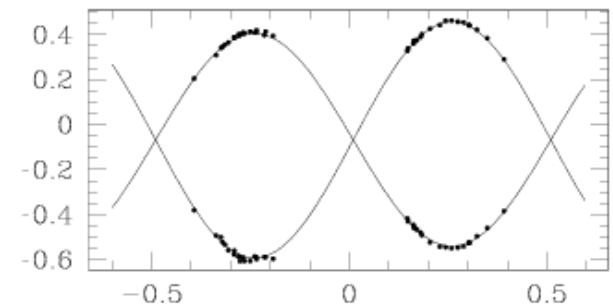


Binárias espectroscópicas

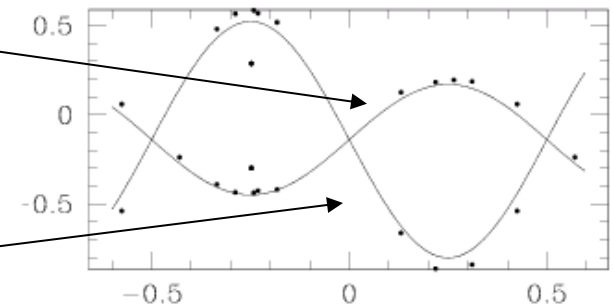
$$V = \frac{dz}{dt} = \frac{\mu a \text{sen } i}{\sqrt{1 - e^2}} [e \cos \omega + \cos(v + \omega)]$$

$$q = m_2/m_1 = K_1/K_2$$

Fase orbital

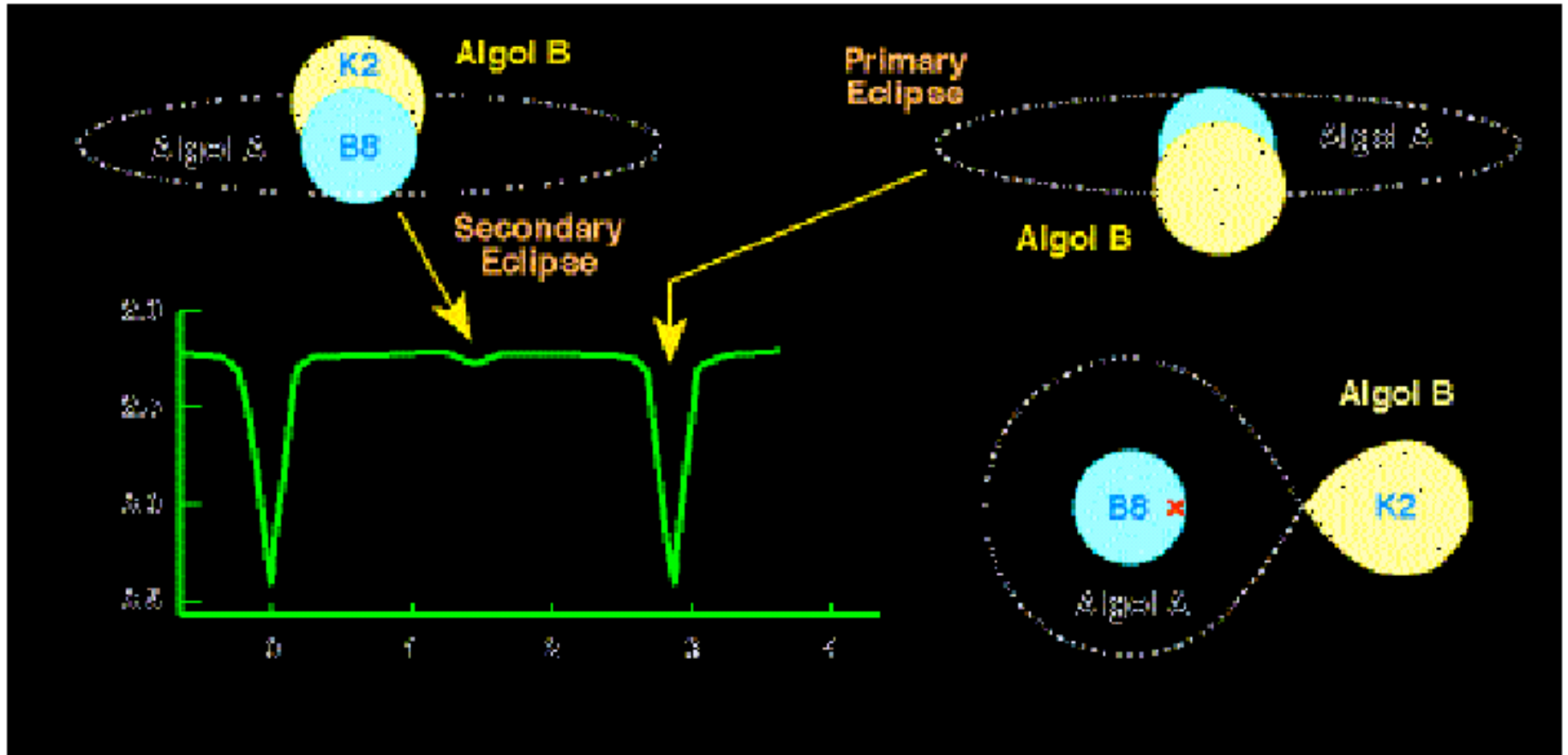


K_1



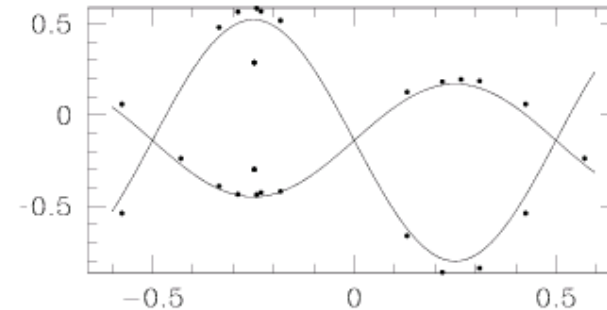
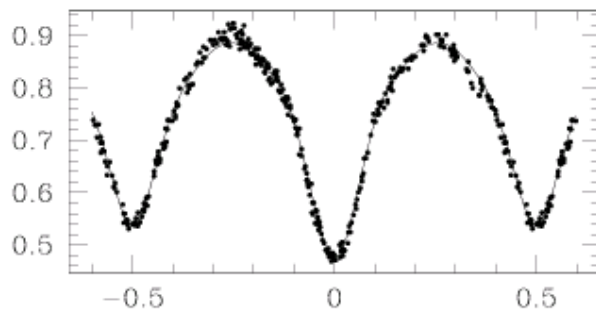
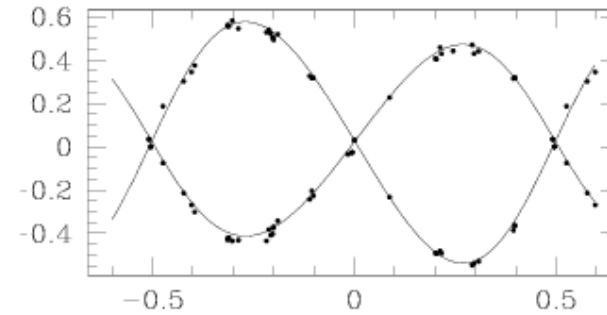
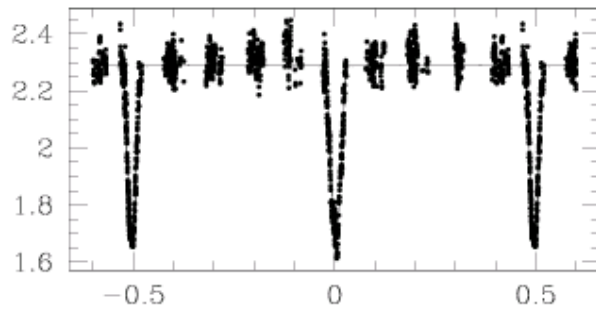
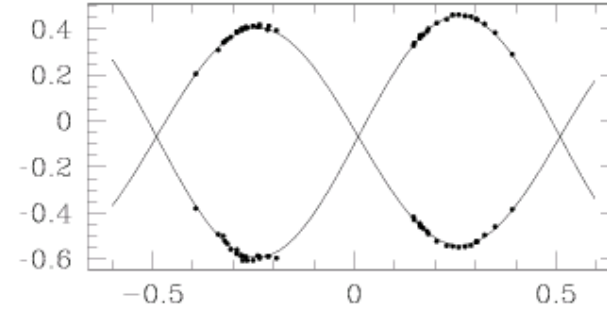
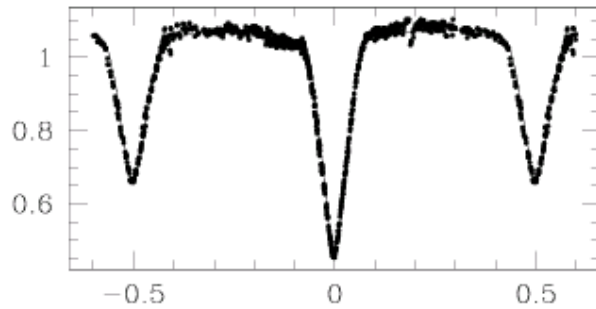
K_2

Binárias eclipsantes



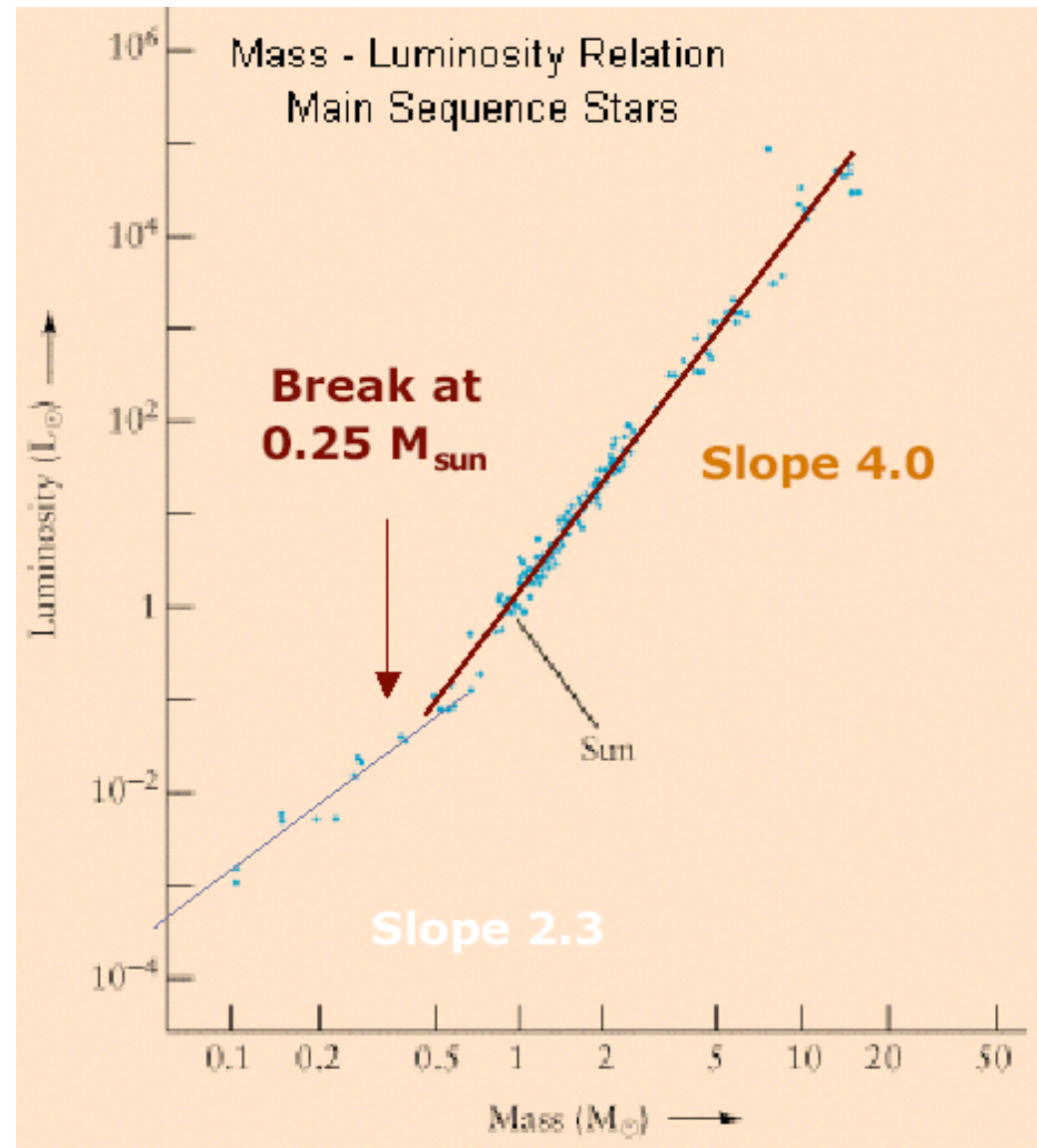
Binárias eclipsantes

Raios, luminosidades



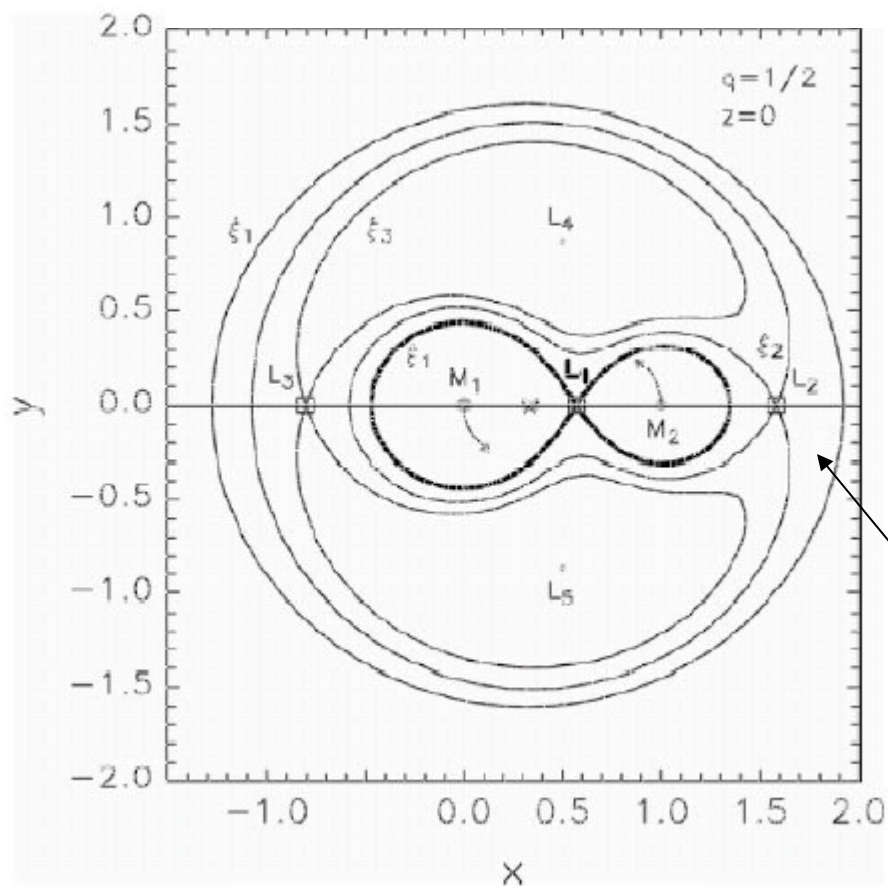
Binárias eclipsantes

- ☑ Nas binárias eclipsantes temos informações sobre os raios, luminosidades (temperaturas) que junto com as informações espectroscópicas permitem examinar aspectos como a relação massa x luminosidade para as estrelas



O potencial gravitacional de uma binária

$$\phi = -\frac{GM_1}{|\mathbf{r} - \mathbf{r}_1|} - \frac{GM_2}{|\mathbf{r} - \mathbf{r}_2|} - \frac{1}{2} (\boldsymbol{\Omega}_B \times \mathbf{r})^2 \quad \Omega_B = \sqrt{\frac{G(M_1 + M_2)}{a^3}}$$



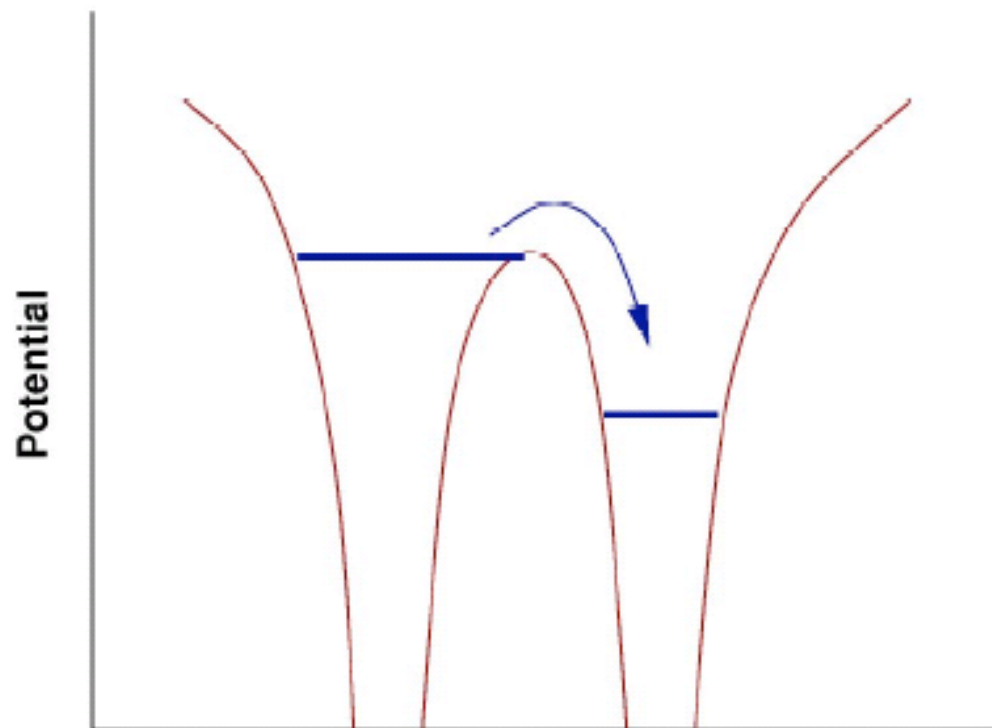
- Sistemas desligados: nenhuma das estrelas preenche o lobo de Roche
- Semi-ligado: uma das estrelas preenche seu lobo de Roche
- Contacto: ambas preenchem seus lobos de Roche

lobo de Roche

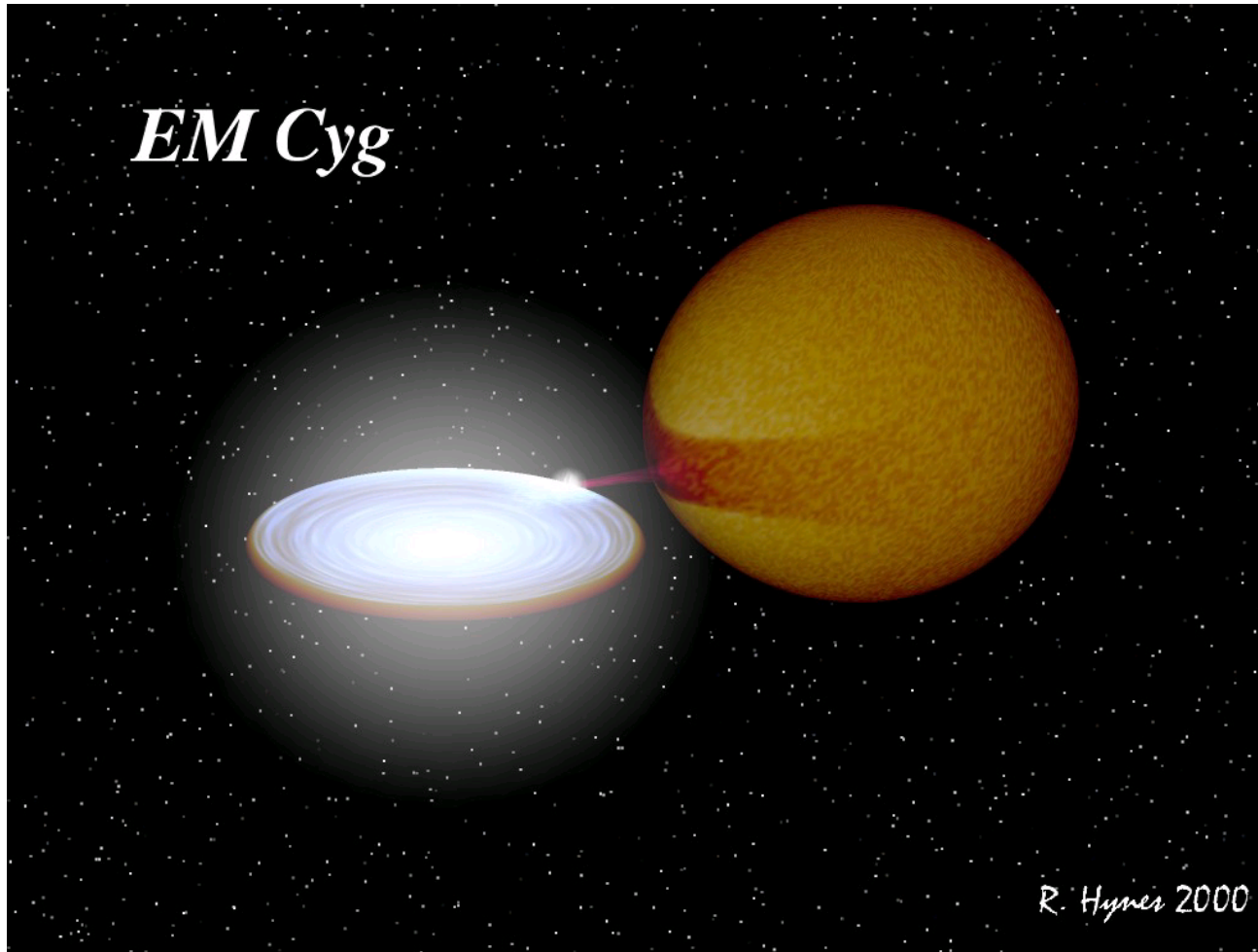
Transferência de matéria numa binária semi-ligada

$$L_{acc} = \frac{GM_* M}{R_*}$$

- Num sistema semi-ligado, pode haver transferência de matéria pelo ponto L1
- A transferência é dinamicamente estável se a estrela que preenche o lobo de Roche for a de menor massa
- A matéria transferida não cai radialmente sobre o objeto compacto mas sim, forma um disco de acreção
- O disco de acreção é frequentemente a fonte dominante de luz na binária



Binárias com disco de acreção

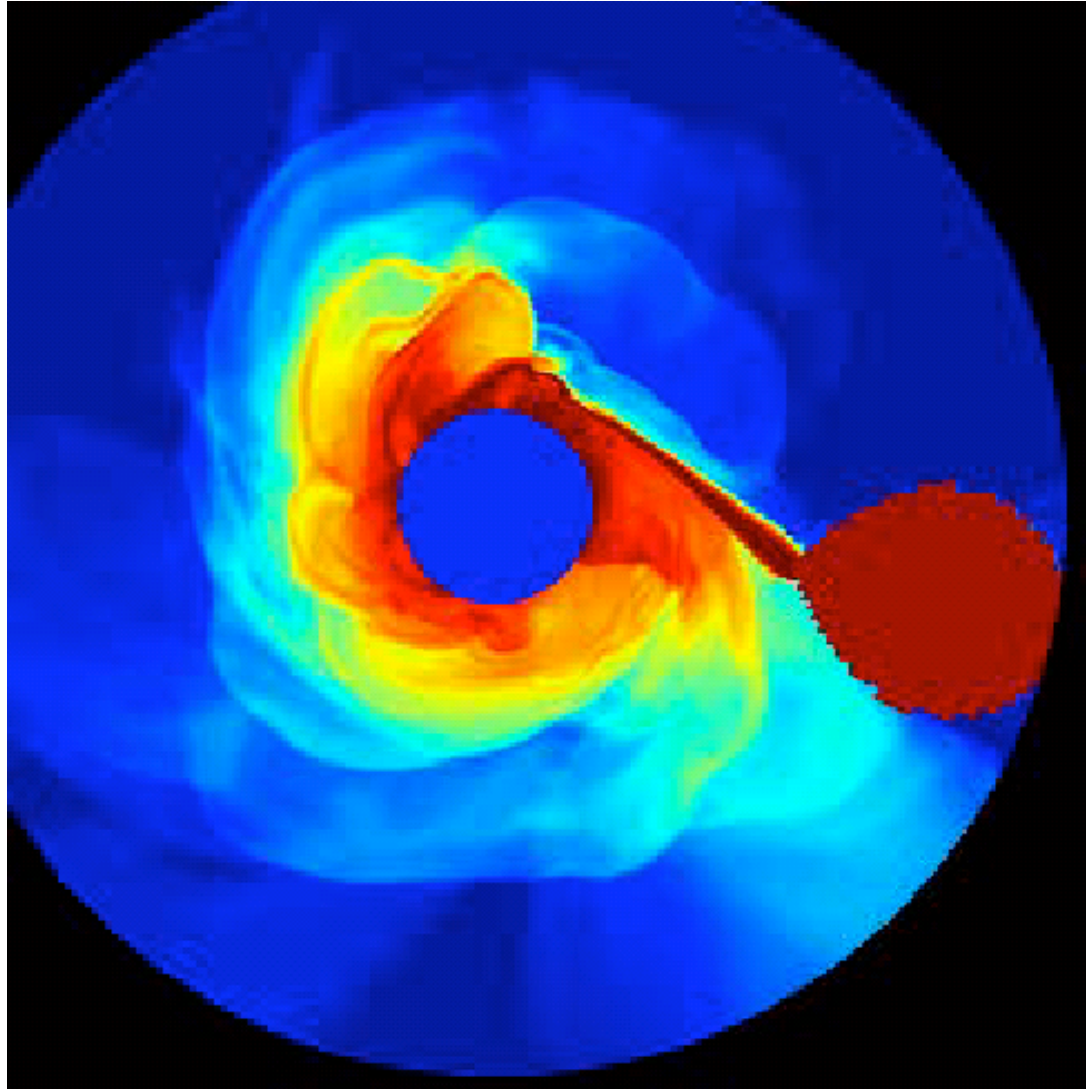


A natureza do objecto compacto numa binária com disco de acreção:

- A.B. --> Var. Cat.
- E.N. --> BXBM
- B.N. --> BX, Nova X

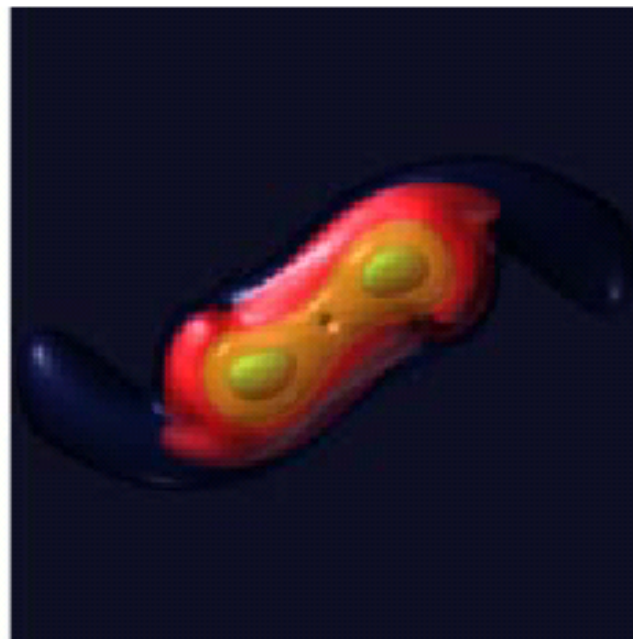
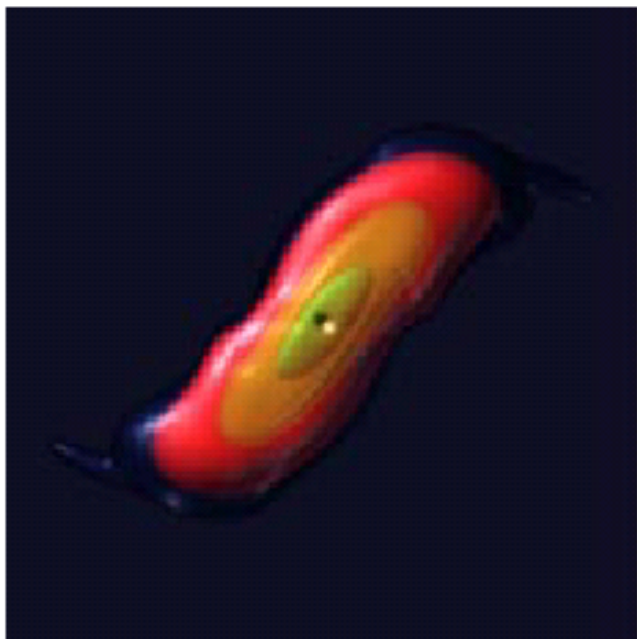


Padrão de acréscimo num sistema do tipo Algol



Teorias de formação

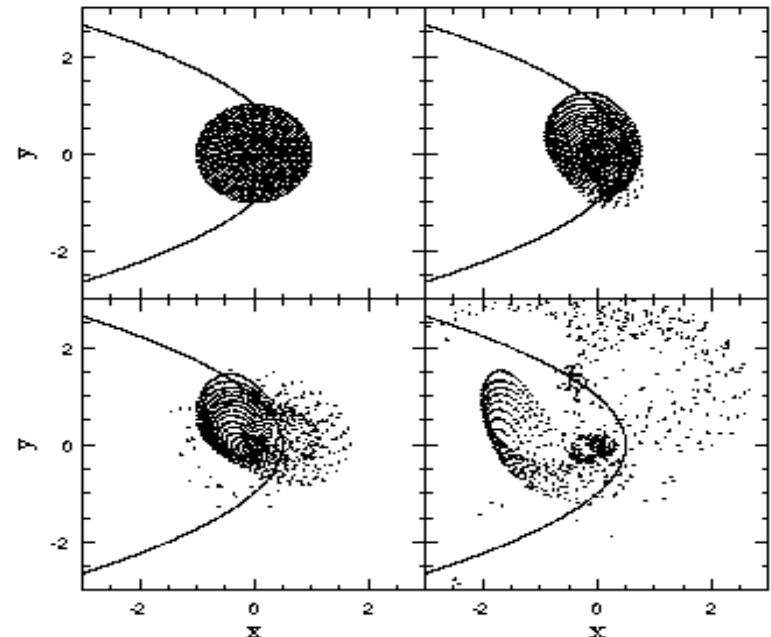
- ☑ Fissão (Kelvin & Taite 1883; Bonnell 1999)
 - ✓ Uma consequência da conservação do momento angular + instabilidade do tipo que leva à formação de barra
 - Dificuldade: não explica a gama de separações orbitais



Teorias...

- ☑ Captura dinâmica ou captura com efeito de maré
 - ✓ Na captura dinâmica, 3 estrelas interagem gravitacionalmente formando uma binária às expensas de transferir energia para a 3a. componente

Figure: A star-disk interaction where kinetic energy is dissipated from the perturbing star by disruption of the disk. From Bonnell (1999).



- Captura por interação com disco

Teorias...

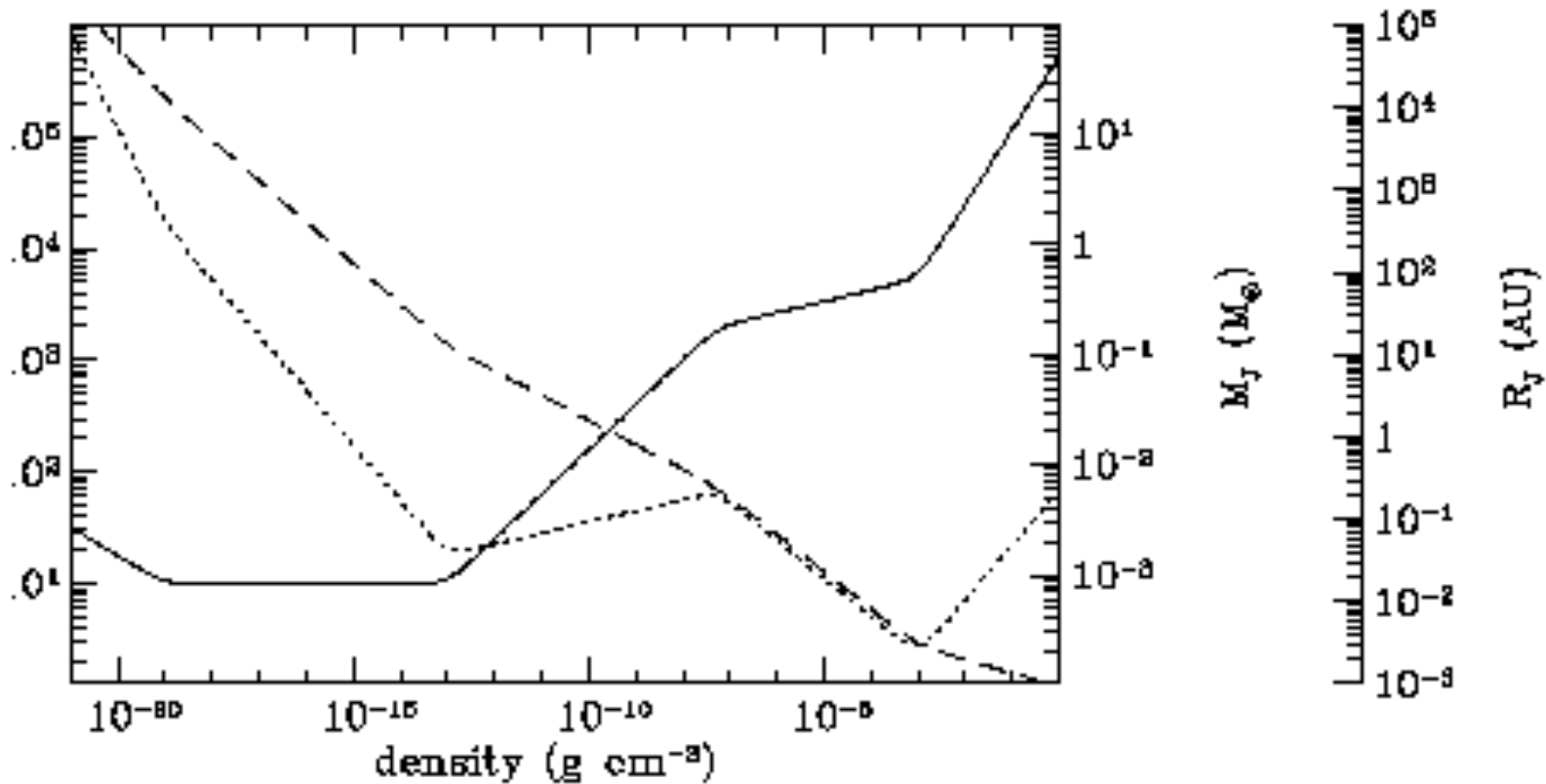
- ☑ Fragmentação (Hoyle 1953, é a mais aceita hoje)
 - ✓ Uma nuvem em colapso gravitacional isotérmico sofre um aumento de densidade que torna as partes menores da nuvem gravitacionalmente instáveis e portanto capazes de formar fragmentos individuais, ou estrelas

$$M_J = \left(\frac{5R_g T}{2G\mu} \right)^{3/2} \left(\frac{4}{3}\pi\rho \right)^{-1/2} \longleftarrow \text{Massa de Jeans}$$

$$R_J = \left(\frac{5R_g T}{2G\mu} \right)^{1/2} \left(\frac{4}{3}\pi\rho \right)^{-1/2} \longleftarrow \text{Raio de Jeans}$$

Fragmentação (cont...)

Figure: The temperature (solid line), Jeans mass (dotted line) and Jeans radius (dashed line) of interstellar gas as a function of density, illustrating the different phases the gas passes through during the collapse. From Bonnell (1999).





Fração de Binárias

- ☑ Plêiades → $28 \pm 3\%$ (Bouvier et al. 1997)
- ☑ Hyades → $18 \pm 5\%$
- ☑ RHE → $69 \pm 9\%$ (Maxted et al. 2001, MNRAS, 326, 1391)
- ☑ Tau-Aur → $57 \pm 8\%$ (Elias 1978)
- ☑ Trapézio → $11 \pm 2\%$ (Petr et al. 1998)
- ☑ Halo → $\sim 17\%$ (Ryan 1992)
- ☑ M92 → 8% (Romani & Weinberg 1991)
- ☑ Vizinhança solar → $\sim 50\%$
 - ✓ Estrelas G → 53% (Duquennoy & Mayor 1991)
 - ✓ Estrelas M0-4 → 32% (Fischer & Marcy 1992)
 - ✓ M6-7,5 → 5% (Siegler et al. 2003)

Consequências da fração de binárias no diagrama HR

- Dois objetos não resolvidos, de mesma temperatura (i.e., V-I) aparecem como se fossem uma estrela 0.75 mag mais brilhante que uma estrela sozinha!

F.R. Ferraro et al.: (RN) Binary stars in globular clusters

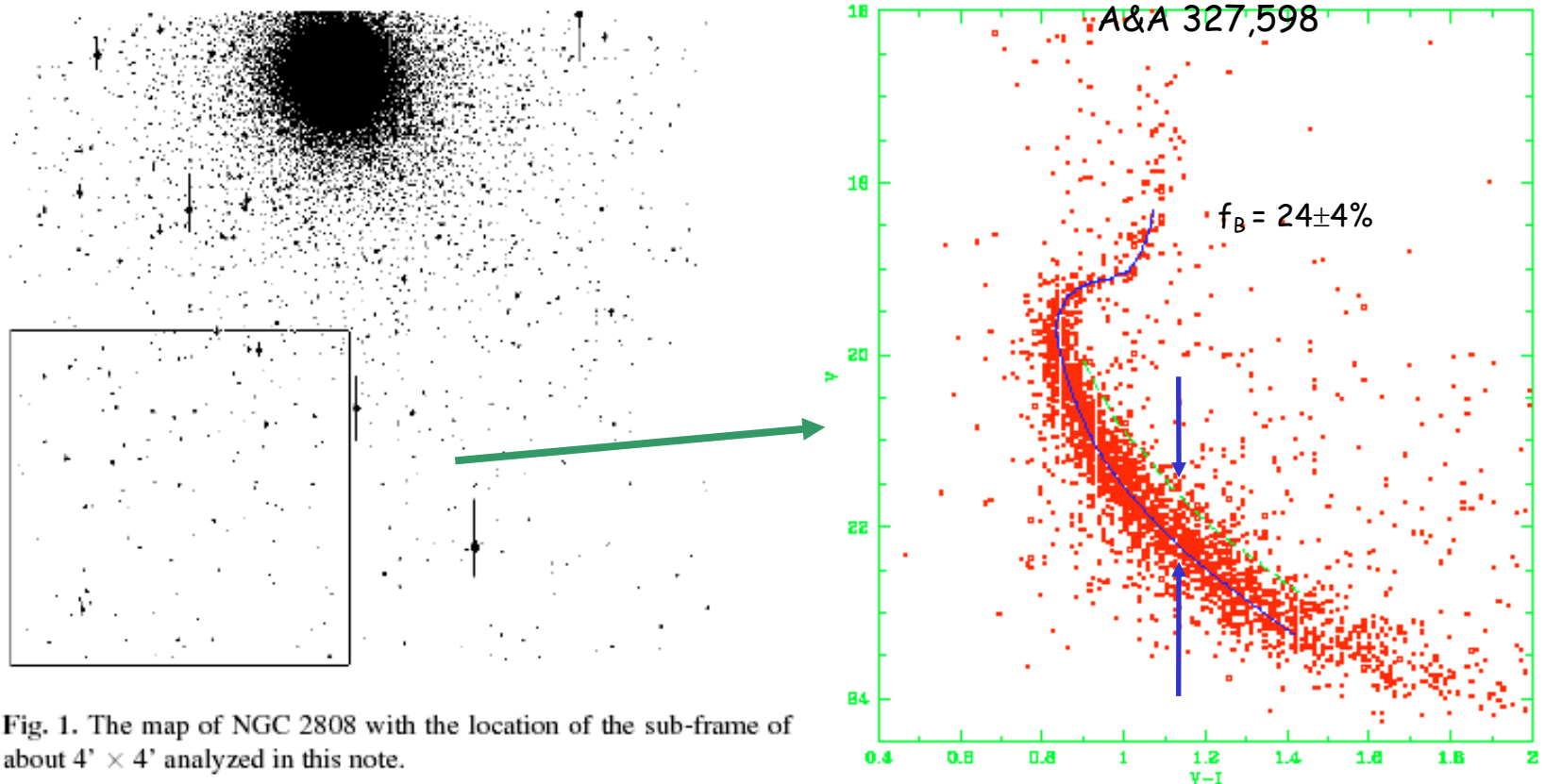


Fig. 1. The map of NGC 2808 with the location of the sub-frame of about $4' \times 4'$ analyzed in this note.

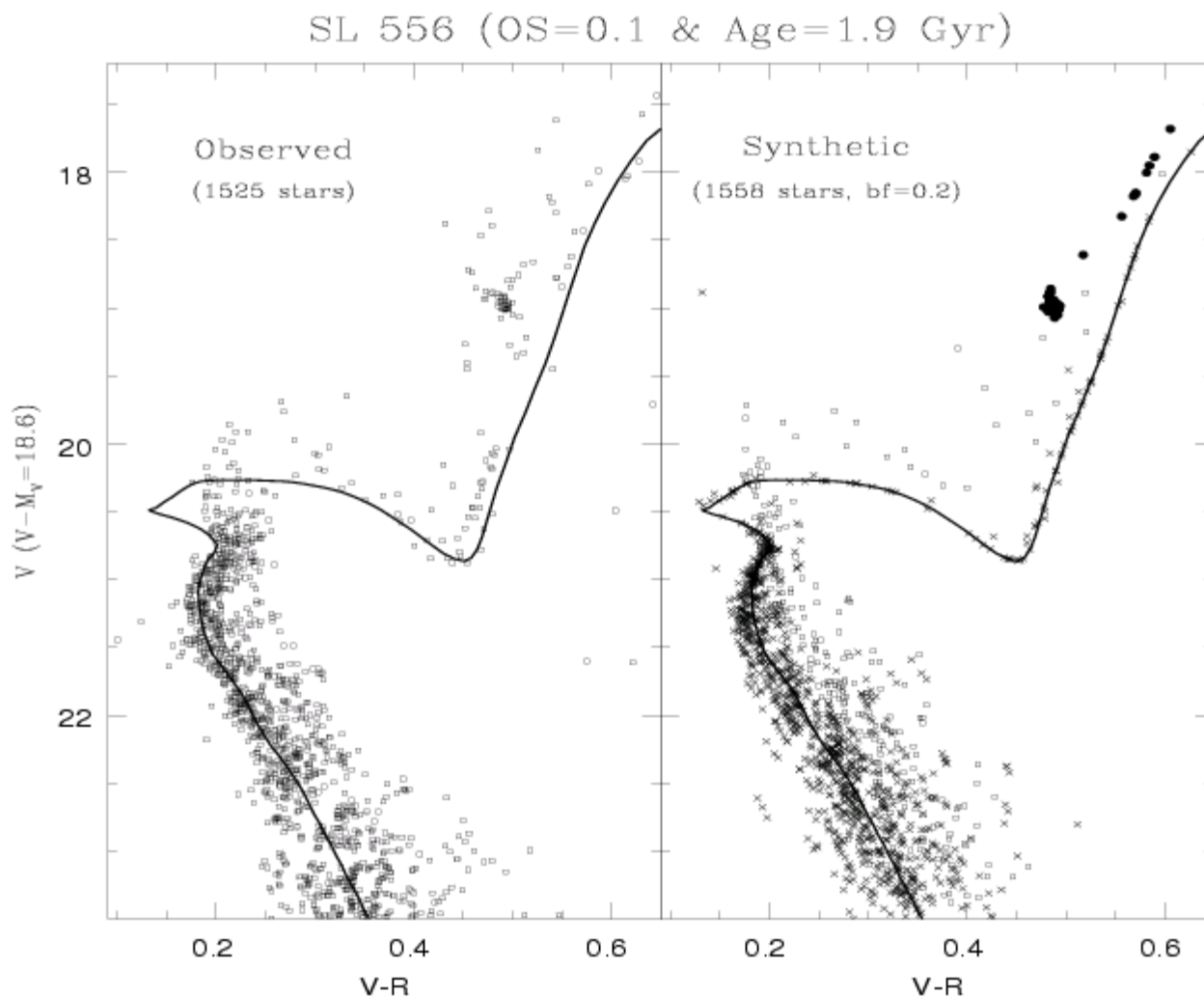


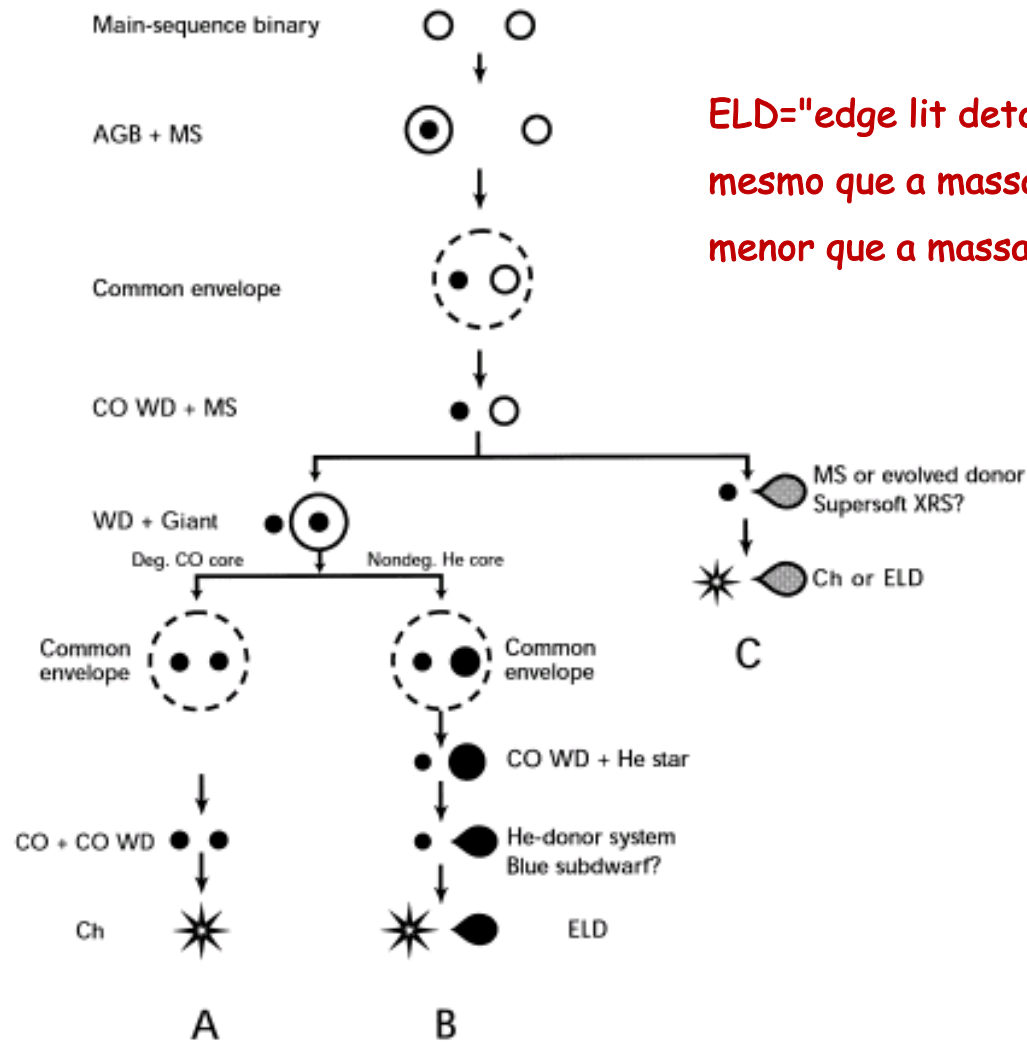
Figure 2. CMDs of SL 556. OS=0.1. Single (cross), binary (square), and red clump (solid circle) stars are denoted in the synthetic CMD.



Fração de binárias e as SN Ia

- ☑ SN I são um componente importante para a deposição de matéria e momento no meio interestelar. Também aceleram raios cósmicos
- ☑ SN I ocorrem em binárias (Whelan & Iben 1973)
 - ✓ WD+WD+GR, WD+RG, WD+MS, SSS
 - ✓ Fusão termonuclear de O e C em anãs brancas próximas do limite de Chandrashekar
- ☑ Quão uniformes são as explosões de SN I?
 - ✓ A metalicidade da estrela que transfere matéria sobre a anã branca de C+O deve ser importante

SUPERNOVA RATES



ELD="edge lit detonation" funciona mesmo que a massa da anã branca seja menor que a massa de Chandrashekar

FIG. 1.—Evolutionary scenarios for the most “productive” potential progenitors of SNe Ia. Ch: accumulation of a Chandrasekhar mass by a white dwarf and central carbon ignition, ELD: accumulation of $0.15 M_{\odot}$ of He on top of a sub-Chandrasekhar mass white dwarf. See text for details.

Formação estelar

- ☑ Efeitos da fração de binárias nas determinações da função de massa inicial
 - ✓ Malkov & Zinnecker (2001) mostram, a partir de uma FMI com inclinação -2.35 para estrelas sozinhas, que criando pares aleatoriamente, a FMI resultante tem inclinação diferente
 - ✓ Determinações da FMI sem levar em conta a fração de binárias podem estar severamente erradas

Binary stars and the fundamental IMF 151

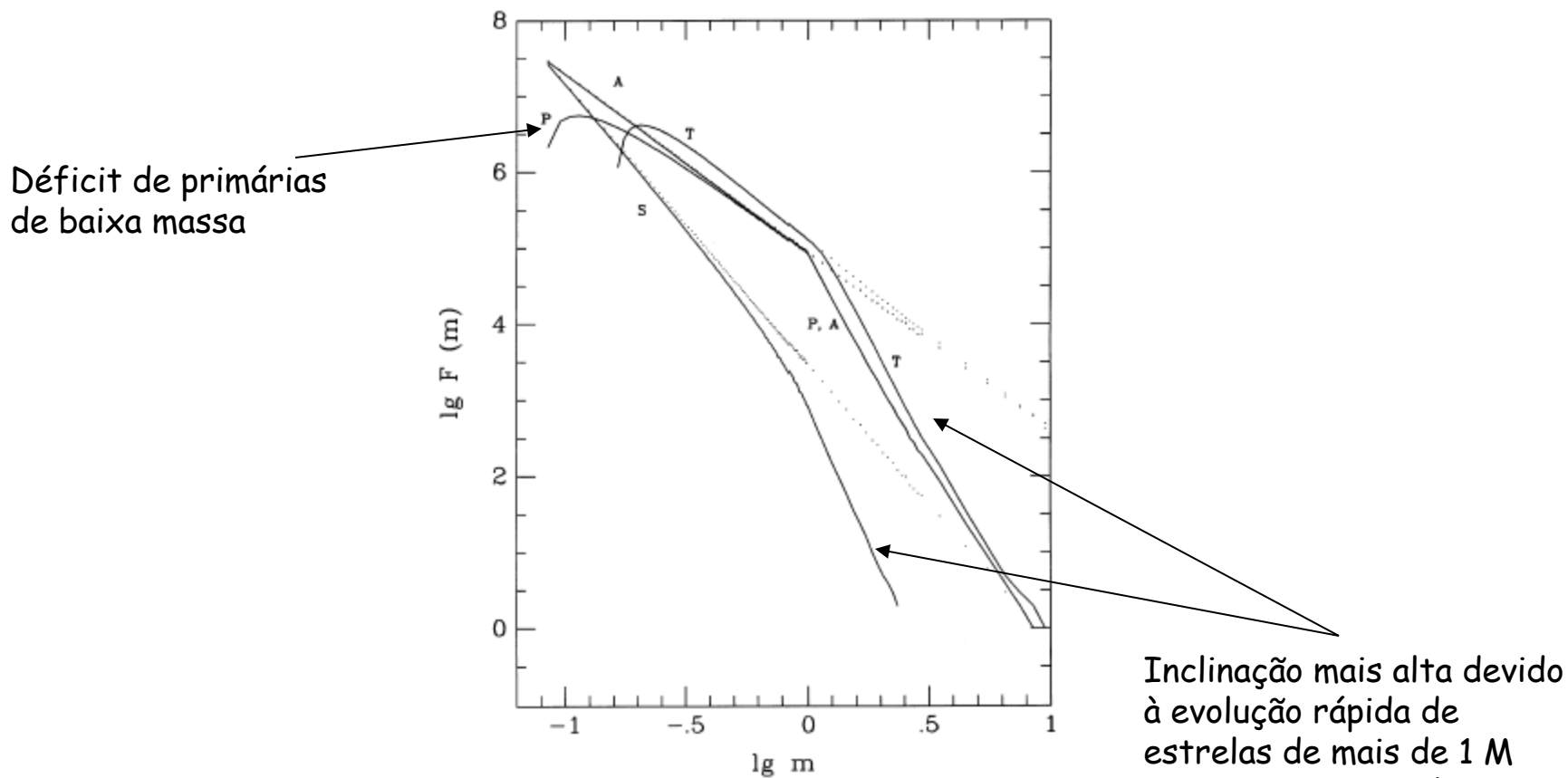
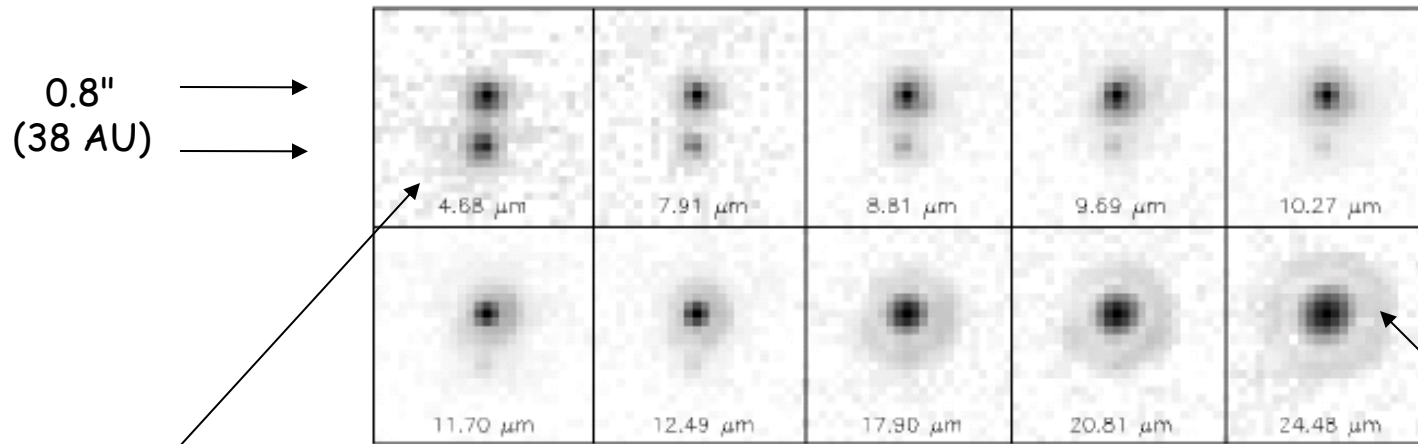


Figure 1. Random pairing of single stars from the same power-law fundamental IMF (slope $\alpha = -2.35$, lower cut-off mass $c = 0.08$). 10^8 systems are simulated. Initial (points) and present-day (curves) mass functions are shown for primaries (prim-MF, P), secondaries (sec-MF, S), all components together (all-MF, A) and systems (tot-MF, T, total mass of systems). Note that the all-MF reproduces the slope of the fundamental IMF.

O sistema quádruplo HD 98800



Cada componente desta imagem é uma binária espectroscópica

FIG. 1.—Keck/MIRLIN imaging of the thermal infrared emission from the HD 98800 quadruple system oriented with up axis aligned due north. The spectroscopic binaries HD 98800A and HD 98800B are clearly resolved from each other and are identified, respectively, with northern and southern point sources separated by $0''.8$ (38 AU). Emission from HD 98800A steadily decreases with wavelength as λ^{-2} and is no longer detected in the $20 \mu\text{m}$ images. In contrast, radiation from the optical secondary, HD 98800B, increases dramatically out to $24.5 \mu\text{m}$.

Artefato: é o anel de difração Com dimensão angular $\sim \lambda/D$

Discos circumbinários

$T = 150 \text{ K}$
 $R_{in} = 5 \pm 2.5 \text{ AU}$
 $\Delta R = 13 \pm 8 \text{ AU}$

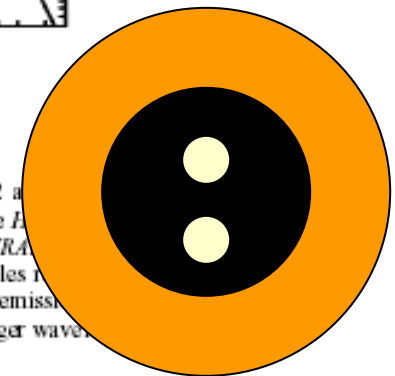
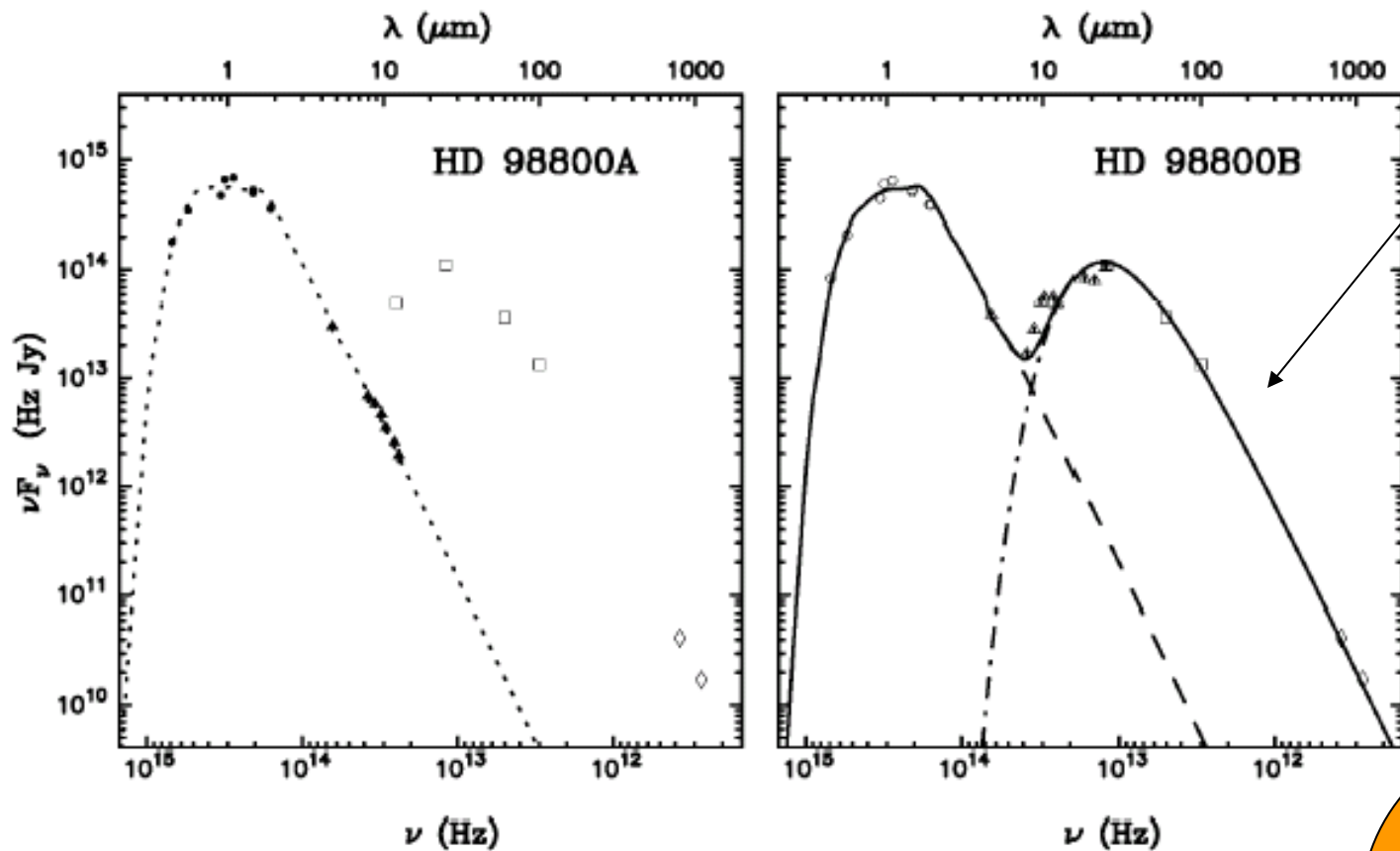


Fig. 2.—Spectral energy distributions for the separate components of HD 98800. The filled circles in the left panel represent *HST* (WFPC2) fluxes for HD 98800A; the filled triangles represent the fluxes listed in Table 1. The dotted line is a model photosphere from a Kurucz fit to the *HST* fluxes. It clearly matches the mid-infrared fluxes presented in this work. The open squares and diamonds are plotted in both panels and represent *IRAS* submillimeter fluxes, respectively, for the whole system. The open circles in the right panel represent *HST* fluxes for HD 98800B; the open triangles represent the fluxes listed in Table 1. The dashed line is a model photosphere fitted only to the *HST* fluxes for HD 98800A. The dot-dashed line represents emission from a model disk with parameters outlined in the text. Together with the photospheric model, it was fitted to measurements at 7.9 and 12.5 μm and all longer wavelengths. The combined photospheric and disk emission is plotted as a solid line.



FIM DA AULA 10