

AST-203-4 | 2026.2
Técnicas Observacionais

Aula 9

Imageamento e Fotometria



Links úteis



Site do Curso
2026.2 (bloco 2)



Descrição
do curso



Calendário de
aulas e atividades

			Qua	Qui	Sex	Sab
Julho			1	2 Aula 6	3	4
Dom	Seg	Ter	5	6	7 Prova #1	8
9	10	11	12	13	14 Aula 7	15
16	17	18	19	20	21 Aula 9	22
23	24	25	26	27	28 Aula 11	29
30	31					

Agosto

						Sab
Dom	Seg	Ter	Qua	Qui	Sex	1
2	3	4 Prova #2	5	6 Aula 13	7	8
9	10	11 Aula 14	12	13	14 Noites de Observação	15

Bloco 2 - Ted

☐ **Aula 7** - 14/07

Telescópios

☐ **Aula 8** - 16/07

Detectors

☐ **Aula 9** - 21/07

Imageamento e fotometria

☐ **Aula 10** - 23/07

Espectroscopia

☐ **Aula 11** - 28/07

Processamento de dados

☐ **Aula 12** - 30/07

Pedido de tempo

☐ **Atividade #2**

Disponibilizada: 28/07

Data de Entrega: 10/08

☐ **Prova #2** - 04/08

Imageamento e Fotometria

Sugestão de leitura:

Léna – Cap. 3

Howell, S. - Handbook of CCD Astronomy, 2006 Cambridge Univ. Press

A imagem como uma medida Física

Da imagem Raw até a imagem reduzida (calibrada)

Fotometria de Abertura

Fotometria Diferencial e Curvas de luz

Previously on the Lost...

Vocês já viram, mas vale lembrar:

Relação fluxo-magnitude

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$

A atmosfera, extinção, turbulência e fundo do céu (Aula 4) de forma aditiva

A **medida de fato** (o que o detector mede) depende da transmissividade combinada da atmosfera, telescópio, instrumento, filtro e eficiência quântica do detector

$$\Phi(\nu) = T_{\text{atmosfera}}(\nu) T_{\text{óptica}}(\nu) T_{\text{filtro}}(\nu) \eta(\nu)$$

Streaming now...

- Luz (energia) do objeto
- Imagem no plano focal
- Elétrons
- ADU
- Imagem Calibrada
- Contagens da fonte
- Magnitude instrumental
- Fotometria

Streaming now...

- Luz (energia) do objeto
- Imagem no plano focal
- Elétrons
- ADU
- **Imagem Calibrada**
- **Contagens da fonte**
- **Magnitude instrumental**
- **Fotometria**

Mas primeiro...

Dois significados de “Calibração”

Calibração da imagem ou redução instrumental

É a calibração da aquisição astronômica de flats e bias (na maior parte das vezes), dark, pixels quentes e mortos, não linearidade, raios cósmicos, e fundo do céu. O objetivo é fazer com o que o valor de cada pixel represente corretamente a quantidade de luz que chegou no detector, independente de “questões instrumentais”



Mas primeiro...

Dois significados de “Calibração”

Calibração fotométrica

É a conversão das contagens instrumentais em um sinal físico padronizado

$$\text{ADU s}^{-1} \longrightarrow m_{\text{inst}} \longrightarrow m_{\text{padrão}} \longrightarrow F_{\lambda} \text{ ou } F_{\nu}$$

A calibração anterior (redução) corrige o “detector”, enquanto essa corrige o sistema fotométrico

O que existe fisicamente em uma imagem (você já estão experts)

Uma imagem astronômica não é uma “fotografia” do céu. Como vocês já viram (mais ou menos) ela é “aproximadamente”:

$$I_{\text{obs}}(x, y) = [I_{\text{céu}}(x, y) \otimes \text{PSF}(x, y)] + B(x, y)$$

Em que

$I_{\text{céu}}(x, y)$ é a distribuição verdadeira de brilho

$\text{PSF}(x, y)$ é a função de espalhamento de ponto

$\otimes$ representa a convolução

$B(x, y)$ contém céu, emissão térmica, luz espalhada e sinais eletrônicos.

A imagem contínua é integrada sobre a área “finita” de cada pixel. Pensando em uma fonte pontual “ideal”:

$$I_{\text{céu}}(x, y) = F_{\star} \delta(x - x_0, y - y_0)$$

Então

$$I_{\text{obs}}(x, y) = F_{\star} \text{PSF}(x - x_0, y - y_0) + B(x, y)$$

A imagem de uma estrela é uma amostra da PSF, não o disco físico aparente da estrela (claro)

PSF e seeing

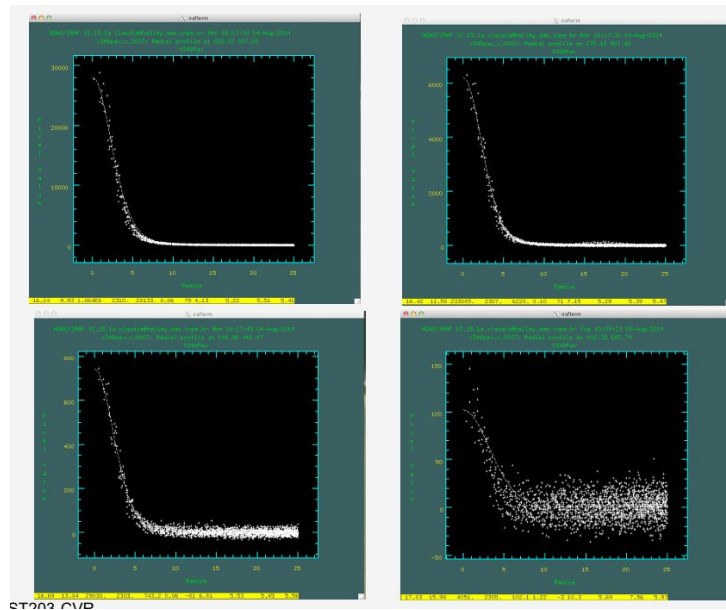
A PSF (Point-Spread Function) é a função de espalhamento de ponto. Essa função está em absolutamente tudo da astronomia observacional e responde justamente:

Como o sistema telescópio/atmosfera/instrumento/detector registra uma fonte “idealmente” pontual?

Para um sistema idealizado, a PSF observada não depende do brilho.

A PSF total então é o resultado de vários efeitos:

- **difração:** causada pela abertura finita do telescópio
- **atmosfera:** causada por turbulência e variações do índice de refração
- **óptica:** aberrações, foco, alinhamento e qualidade das superfícies
- **guiagem:** movimento do telescópio durante a exposição
- **pixel:** integração da luz sobre uma área finita
- **instrumento:** filtros, janelas, lentes e eventuais deformações de campo.



Limitação da PSF

A PSF normalmente é computado como a Largura a meia altura do fit de uma função Gaussiana

$$P(r) = \frac{F_{\text{tot}}}{2\pi\sigma^2} \exp\left(-\frac{r^2}{2\sigma^2}\right)$$

Com a largura a meia altura sendo:

$$\text{FWHM} = 2\sqrt{2\ln 2}\sigma \simeq 2,355\sigma$$

Mas também é comum usar a função de MOFFAT pois ela costuma representar melhor as “caldas” da PSF em imagens astronômicas reais

$$P(r) = P_0 \left[1 + \left(\frac{r}{\alpha}\right)^2\right]^{-\beta}$$

Lembrem-se que a PSF é limitada pela difração. E podemos usar a limite de resolução de Airy, que diz (da última aula) que o diâmetro do disco central, medido entre os primeiros mínimos, é

$$d_{\text{Airy}} \simeq 2,44 \frac{\lambda}{D}$$

A FWHM do núcleo de Airy é aproximadamente

$$\text{FWHM}_{\text{Airy}} \simeq 1,03 \frac{\lambda}{D}$$

Limitação da PSF

Exemplo:

Para um telescópio de abertura $D = 1,6$ metros e o comprimento de onda central do alvo sendo 600 nm, temos:

$$\theta_{\min} = 1,22 \frac{600 \times 10^{-9}}{1,6} \simeq 4,58 \times 10^{-7} \text{ rad}$$

Que passados para arcsec:

$$\theta_{\min} \simeq 4,58 \times 10^{-7} \times 206265 \simeq 0,094''$$

Então, o Perkin&Elmer do OPD (que tem 1,6m de espelho), teria um limite de difração de aproximadamente 0,1" no visível.

Mas, porém, todavia, entretanto, o seeing pode estar em torno de 1", 2", 5" (em São José dos Campos a média do Seeing é de 4"). Portanto, a atmosfera normalmente domina sobre a difração

O famoso Seeing (junto da escala de placa)

O seeing é o alargamento e a instabilidade da imagem provocados pela turbulência atmosférica, por conta de:

- Diferenças de temperatura
- densidades
- índices de refração
- velocidades

Quando a frente de onda atravessa essas “células”, diferentes partes da onda acumulam fases distintas. A frente de onda (que originalmente é plana), chega deformada no telescópio.

Para pixels de tamanho físico p e distância focal efetiva do telescópio f :

$$s = 206265 \frac{p}{f} \text{ arcsec pixel}^{-1}$$

A FWHM em pixels é

$$\text{FWHM}_{\text{pix}} = \frac{\text{seeing}}{s}$$

Ou seja. O cálculo do seeing em segundos de arco é: (0.1 pontinhos na prova 2)

A imagem raw (bruta mesmo)

Em unidades de ADU, representamos um pixel bruto como sendo

$$R_{ij} = B_{ij} + q_{ij} (S_{ij} + K_{ij}) + tD_{ij} + \epsilon_{ij}$$

B é o bias eletrônico

q é a sensibilidade do pixel e iluminação instrumental

S é o sinal do objeto

K é o sinal do céu

D é a corrente de escuro por unidade de tempo

t é o tempo de exposição

ϵ são ruídos aleatórios

Efeitos aditivos: **B, D, K** são removidos por subtração

Efeitos multiplicativos: **q** são corrigidos por divisão

Essa é a ideia geral das calibrações básicas:

Bias e darks são subtraídos enquanto o flat é dividido

Bias

O detector e a eletrônica adicionam intencionalmente um nível constante ao sinal para evitar que flutuações negativas sejam truncadas pelo conversor de ADU.

Uma exposição de Bias é obtida com:

- Obturador fechado
- menor tempo de exposição permitido (por isso alguns chamam de zero ao invés de bias)
- Mesma configuração e temperatura das imagens científicas

O Bias tem:

$$B_{ij}^{(k)} = B_{ij}^{\text{padrão}} + n_{ij}^{\text{leitura}}$$

O primeiro termo pode ser a “escada” ou o offset proposital fixo, e o segundo muda randomicamente de exposição para exposição

Bias (Master)

Com várias imagens (50 por exemplo)

$$\text{MB}_{ij} = \text{combine} \left(B_{ij}^{(1)}, B_{ij}^{(2)}, \dots, B_{ij}^{(N)} \right)$$

Pode-se usar:

- Mediana, que é robusta contra eventos espúrios
- ou a média com rejeição sigma, que costuma apresentar melhor eficiência estatística

Se o ruído de leitura for R (de uma única imagem), a combinação por média de N bias reduz aproximadamente a contribuição aleatória para

$$\frac{R}{\sqrt{N}}$$

Então o master bias mede o nível médio e a estrutura espacial do bias. Ele não remove o ruído de leitura na imagem final. O ruído de leitura já foi introduzido durante a leitura na observação e continua na medida.

Dark (e o master dark)

Mesmo sem iluminação, elétrons podem ser gerados termicamente no detector. Se a corrente de escuro de um píxel é d , o número médio acumulado é esse d vezes tempo de integração.

O dark é obtido com o obturador fechado (ou telescópio tampado). E deve ser feito nas mesmas condições de **temperatura, modo de leitura, binning e tempo de exposição** das imagens científicas

Master dark

Depois da remoção dos bias, podemos construir uma imagem de taxa de dark médio:

$$MD_{ij} = \text{median} \left[\frac{D_{ij}^{(k)} - MB_{ij}}{t_k} \right]$$

Então o dark para uma observação de tempo t é:

$$D_{\text{sci},ij} = t_{\text{sci}} MD_{ij}$$



Flat-field (o famoso flat)

O flat é o seu melhor amigo e deve ser considerado para ir ao seu casamento como padrinho.

Mesmo que um detector receba uma iluminação espacialmente uniforme, os pixels não fornecem exatamente as mesmas contagens por conta de:

- variações de eficiência quântica
- poeira
- vinhetagem
- gradientes ópticos
- diferenças de ganho
- resposta do filtro e da óptica.

Para cada flat individual, temos que fazer:

$$F'_{ij,k} = F_{ij,k} - MB_{ij} - t_k MD_{ij}$$

Como (por se tratar de lâmpadas de filamento) a iluminação pode variar em cada imagem, fazemos a normalização e depois combinamos as imagens normalizadas:

$$f_{ij,k} = \frac{F'_{ij,k}}{\text{median}(F'_k)}$$

$$NF_{ij} = \text{combine}(f_{ij,1}, f_{ij,2}, \dots)$$

Flat-field (o famoso flat)

Importantíssimo que os flats:

- estejam no regime linear do detector
- possuam bastante sinal, mas sem saturação
- sejam obtidos no mesmo filtro
- usem a mesma configuração óptica e de leitura
- sejam numerosos o suficiente para não adicionar ruído significativo.

Se forem combinados 20 flats com cerca de 50000 elétrons por pixel em cada um, a quantidade total é aproximadamente

$$N_{\text{flat,total}} = 10^6 \text{ elétrons}$$

correspondendo a uma incerteza de Poisson da ordem de

$$\frac{1}{\sqrt{10^6}} = 0,001 = 0,1\%$$

Ou seja, flats de baixa contagem podem estabelecer diretamente o piso de precisão da fotometria.

Flat-field (alguns tipos)

Dome flat

Iluminação artificial de uma tela.

Vantagens: alto sinal e repetibilidade.

Problemas: cor da lâmpada e geometria de iluminação podem diferir do céu.

Twilight flat

Céu do crepúsculo.

Vantagens: caminho óptico próximo ao da observação.

Problemas: gradientes, estrelas e janela curta de obtenção.

Sky flat ou superflat

Construído com várias imagens do céu ou das próprias exposições científicas, com dithering.

Vantagens: pode representar bem a iluminação real. **Problemas:** exige mascaramento cuidadoso das fontes.

Como se dá a redução então:

Com um master bias, um master dark por unidade de tempo e um flat normalizado:

$$I_{ij} = \frac{R_{ij} - MB_{ij} - t_{\text{sci}}MD_{ij}}{NF_{ij}}$$

Após essa redução básica, partimos para as calibrações intermediárias:

- máscara de pixels ruins;
- correção de raios cósmicos;
- correção de fringing, quando necessária;

E depois, as medições e gerações de produtos de fato:

- astrometria;
- medida do fundo;
- fotometria.

(Exemplinho no quadro)

Fotometria de Abertura

Quantas contagens pertencem à fonte dentro de uma região (abertura) escolhida?

O processo básico básico é:

- Determinar o centro
- estimar o fundo
- somar as contagens
- subtrair a contribuição do fundo

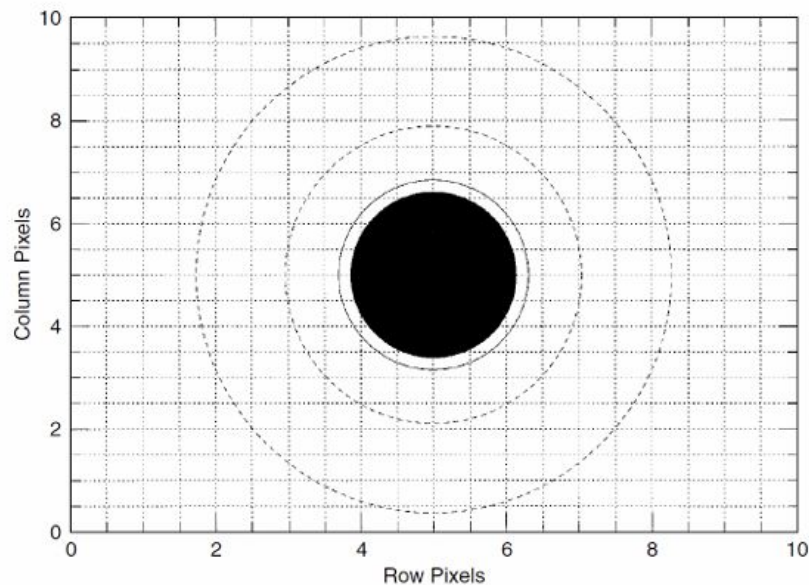
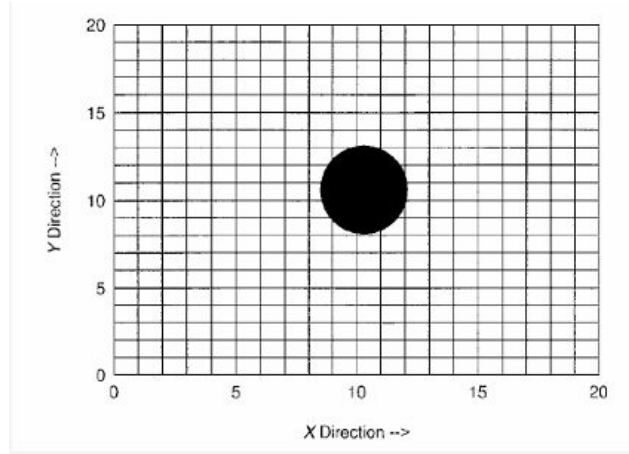


Fig. 5.2. Schematic drawing of a stellar image on a CCD pixel grid. The figure shows the location of the star, the “star” aperture (solid line), and the inner and outer “sky” annuli (dashed circles).

Fotometria de Abertura

Centragem

A posição da fonte pode ser determinada pelo primeiro momento:

$$x_c = \frac{\sum_i x_i (P_i - \hat{B})}{\sum_i (P_i - \hat{B})}, \quad y_c = \frac{\sum_i y_i (P_i - \hat{B})}{\sum_i (P_i - \hat{B})}$$

Dessa forma, pixels “mais brilhantes” recebem maior peso na determinação do centro. É essencial subtrair o “céu” pois sem isso, o fundo do céu também pode contribuir para a média e poderia deslocar o centro estimado.

Também se pode ajustar uma Gaussiana, uma Moffat ou uma PSF empírica.

A precisão da centragem pode ser muito menor que um pixel para estrelas com boa SNR. Uma abertura mal centrada perde fluxo de forma assimétrica. Esse efeito é especialmente importante para:

- aberturas pequenas
- imagens subamostradas
- seeing variável

Fotometria de Abertura

Estimativa do céu

Usa-se normalmente um anel com raio interno e raio externo

O raio interno deve ser suficientemente grande para evitar as asas principais da PSF. O anel deve conter muitos pixels, mas permanecer local.

Uma estimativa robusta é

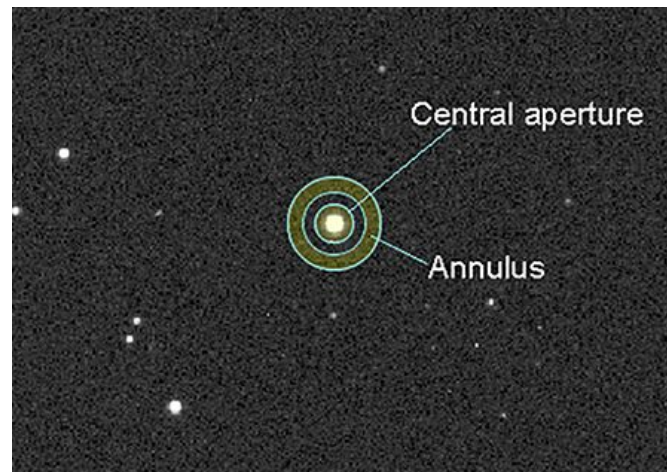
$$\hat{B} = \text{mediana}(P_i)_{\text{anel}}$$

com sigma clipping para remover:

- estrelas contaminantes;
- raios cósmicos;
- pixels ruins.

Em campos com gradiente, pode ser mais adequado ajustar um plano:

$$B(x, y) = a + bx + cy$$



Fotometria de Abertura

Soma das contagens

Aqui é o básico. Definimos uma abertura A com n pixels dentro dessa abertura

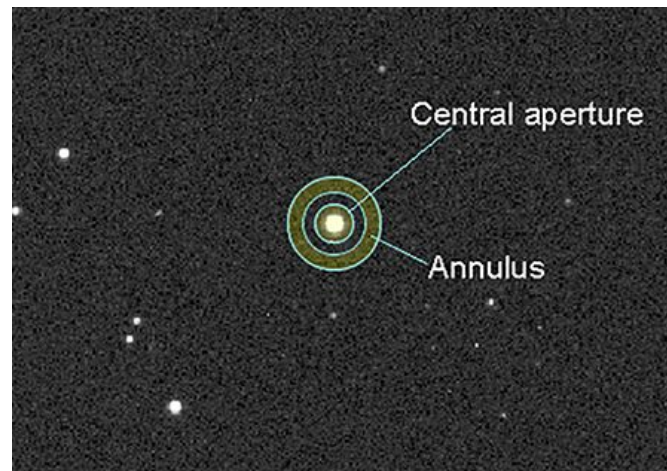
$$C_{\text{ap}} = \sum_{i \in A} P_i$$

A contribuição do céu é o visto no slide anterior multiplicado pela quantidade de pixels da abertura daqui

$$C_{\text{céu}} = n_{\text{ap}} \hat{B}$$

Então, o fluxo líquido da fonte é:

$$F_{\star} = C_{\text{ap}} - n_{\text{ap}} \hat{B}$$



Fotometria de Abertura

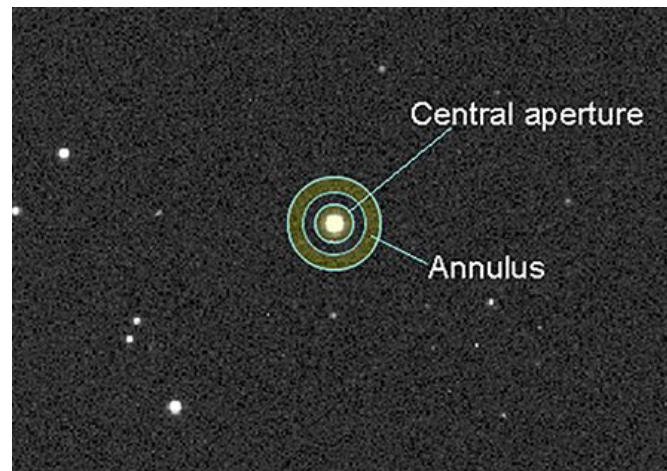
Magnitude instrumental do jeito mais simples

Podemos chegar na magnitude instrumental diretamente através do Fluxo medido da fotometria de abertura e o tempo de exposição da aquisição

$$m_{\text{inst}} = -2,5 \log_{10} \left(\frac{F_{\star}}{t_{\text{exp}}} \right)$$

A divisão por t_{exp} é essencial se diferentes exposições possuem tempos diferentes.

A magnitude instrumental pode ser negativa e isso não tem nenhum problema, seu ponto zero ainda é arbitrário. Na aula do primeiro bloco vocês viram isso com Felipe como aquilo que é medido diretamente com a resposta do detector.



Fotometria de Abertura

Qual raio (ou abertura) utilizar?

Para uma Gaussiana circular, o fluxo dentro de um raio r é

$$F(< r) = F_{\text{tot}} \left[1 - \exp \left(-\frac{r^2}{2\sigma^2} \right) \right]$$

Como

$$\text{FWHM} = 2,355\sigma$$

Então temos (aproximadamente) que

$$r = 0,5 \text{ FWHM} \Rightarrow F(< r) = 50\% F_{\text{tot}},$$

$$r = 1 \text{ FWHM} \Rightarrow F(< r) = 93,75\% F_{\text{tot}},$$

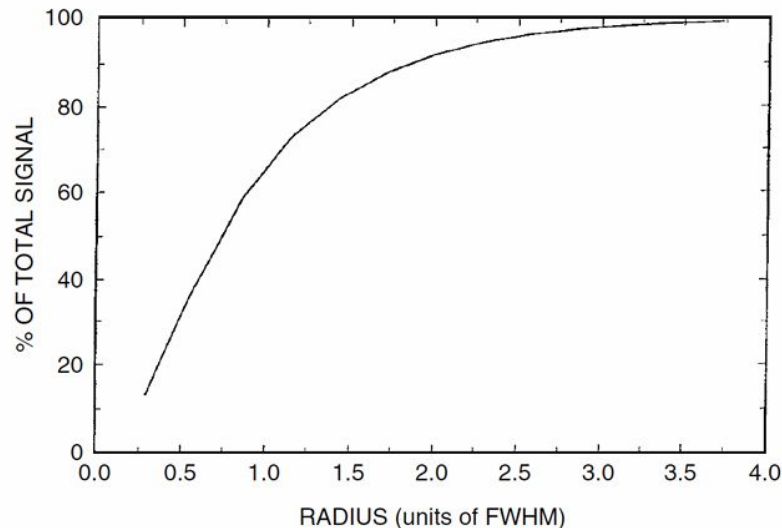


Fig. 5.6. For any reasonable PSF approximation, the figure above shows the run of the total encircled signal with radius of the PSF in FWHM units. Note that within a radius of 3-FWHM essentially 100% of the signal is included.

Fotometria de Abertura

Qual raio (ou abertura) utilizar?

Para uma Gaussiana circular, o fluxo dentro de um raio r é

$$F(< r) = F_{\text{tot}} \left[1 - \exp \left(-\frac{r^2}{2\sigma^2} \right) \right]$$

Como

$$\text{FWHM} = 2,355\sigma$$

Então temos (aproximadamente) que

$$r = 0,5 \text{ FWHM} \Rightarrow F(< r) = 50\% F_{\text{tot}},$$

$$r = 1 \text{ FWHM} \Rightarrow F(< r) = 93,75\% F_{\text{tot}},$$

Se a PSF é de fato gaussiana, qual é o raio que contém 99% do fluxo do objeto?

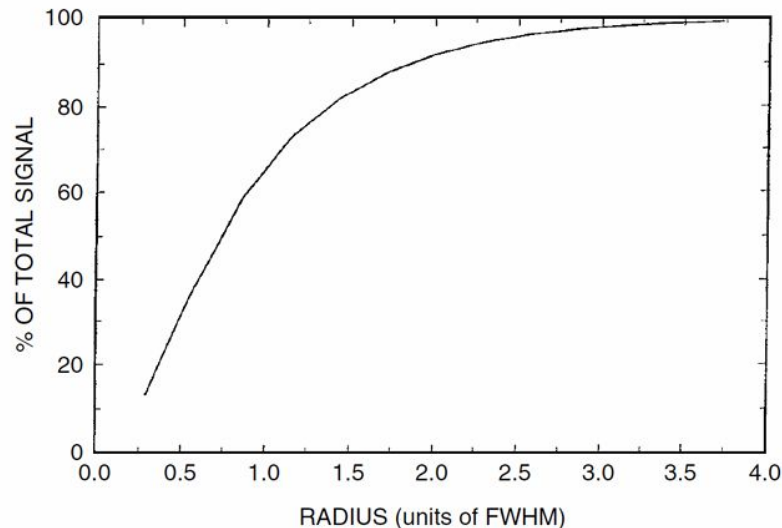


Fig. 5.6. For any reasonable PSF approximation, the figure above shows the run of the total encircled signal with radius of the PSF in FWHM units. Note that within a radius of 3-FWHM essentially 100% of the signal is included.

Fotometria de Abertura

Qual raio (ou abertura) utilizar?

Para uma Gaussiana circular, o fluxo dentro de um raio r é

$$F(< r) = F_{\text{tot}} \left[1 - \exp \left(-\frac{r^2}{2\sigma^2} \right) \right]$$

Como

$$\text{FWHM} = 2,355\sigma$$

Então temos (aproximadamente) que

$$r = 0,5 \text{ FWHM} \Rightarrow F(< r) = 50\% F_{\text{tot}},$$

$$r = 1 \text{ FWHM} \Rightarrow F(< r) = 93,75\% F_{\text{tot}},$$

Se a PSF é de fato gaussiana, qual é o raio que contém 99% do fluxo do objeto?

$$0,99 = 1 - \exp \left(-\frac{r^2}{2\sigma^2} \right)$$

$$r = \sigma \sqrt{-2 \ln(0,01)} \simeq 3,03\sigma \simeq 1,29 \text{ FWHM}$$

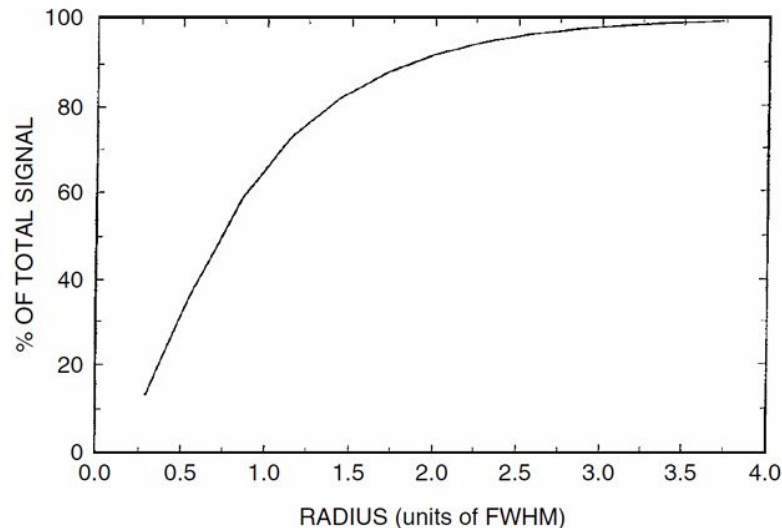


Fig. 5.6. For any reasonable PSF approximation, the figure above shows the run of the total encircled signal with radius of the PSF in FWHM units. Note that within a radius of 3-FWHM essentially 100% of the signal is included.

Fotometria de Abertura

Por que não usar uma abertura enorme então?

A medida que aumentamos o raio, o fluxo da estrela cresce, e a área da abertura cresce como $n_{ap} \propto \pi r^2$ ou seja, a contribuição do céu e do ruído de leitura também cresce.

Portando, o SNR possuiu um máximo

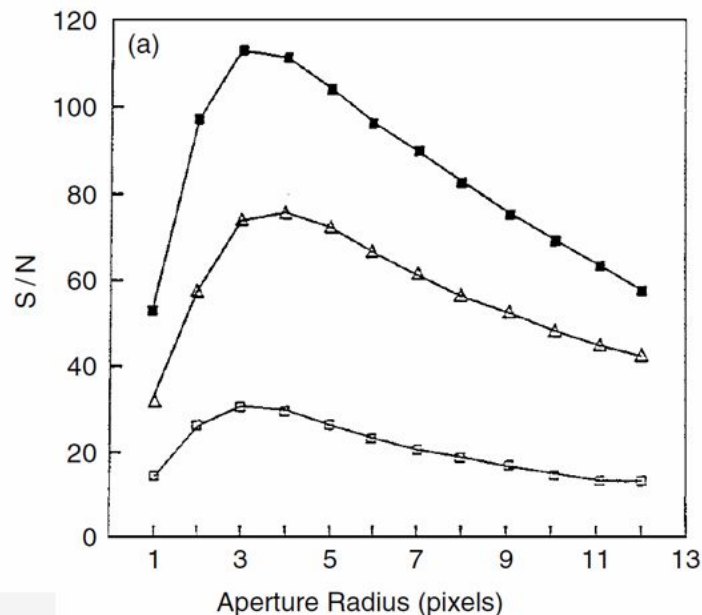
Em um regime fortemente dominado pelo céu, e para uma gaussiana perfeita

$$SNR(r) \propto \frac{F(< r)}{r}$$

Então, o máximo teórico ocorre próximo de

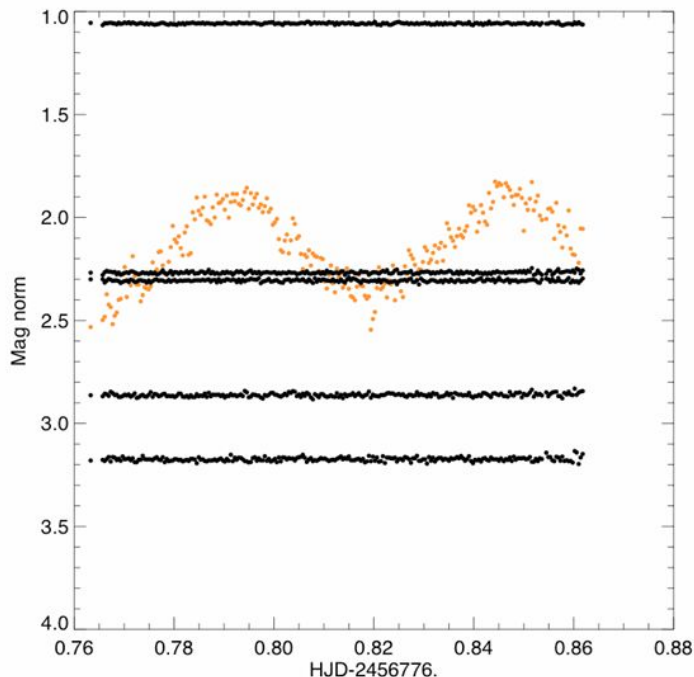
$$r \simeq 0,67 \text{ FWHM}$$

Na prática, usa-se frequentemente algo próximo de **uma** FWHM ou mais pois



- a PSF não é perfeitamente Gaussiana;
- há erros de centragem;
- o seeing varia;
- aberturas muito pequenas são instáveis;
- existem asas de PSF.

Fotometria Diferencial



Fotometrias diferencial e absoluta

- Uma vez determinada as contagens da fonte, o objetivo seguinte pode ser determinar a magnitude do objeto em um dos sistemas fotométricos: **fotometria absoluta**
 - ◊ nesse caso é possível determinar o fluxo do objeto em unidades físicas (Jy, por exemplo)
- Nesse caso, é necessária a observação de várias estrelas-padrões em várias massas de ar e com várias cores para se proceder a calibração do sistema instrumental.
 - ◊ Esse procedimento demanda noites com extinção pouco variável (no tempo)
- Em muitos casos, porém, pode ser usar uma estrela do campo como um objeto de calibração secundário: **fotometria diferencial**. Nesse caso, a acurácia é pequena, mas a precisão é muito alta (vide figura).

Fotometria Diferencial

Por que não usar uma abertura enorme então?

Depois de medir as contagens líquidas da estrela-alvo, podemos seguir dois caminhos:

- **fotometria absoluta:** determinar sua magnitude em um sistema padrão;
- **fotometria diferencial:** medir como o brilho do alvo varia em relação a uma ou mais estrelas constantes do mesmo campo.

Para a fotometria diferencial, podemos usar uma estrela do campo como calibração secundária. A principal vantagem é a elevada **precisão relativa**, mesmo quando não conhecemos com grande exatidão a magnitude absoluta do objeto.

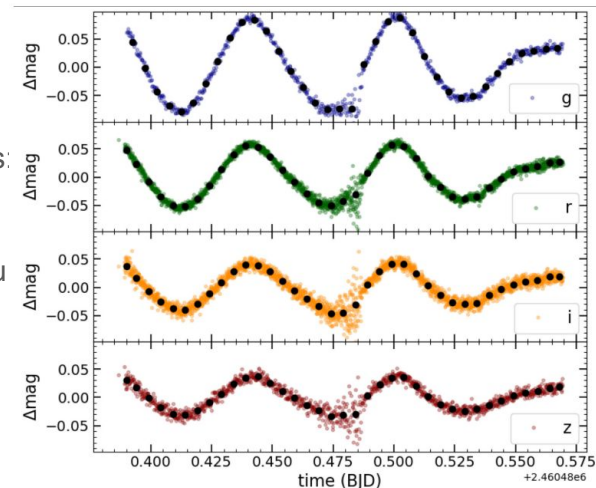
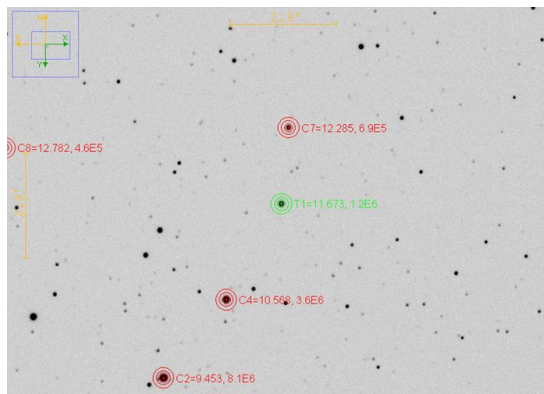


FIGURE 3. Differential photometry time series data of the δ -Scuti variable star ASASSN-V J140530.18+165743.8, observed in the four channels of SPARC4.

Fotometria Diferencial (a ideia física)

Suponha que, em uma imagem, medimos:

- $FT(t)$: fluxo da estrela-alvo;
- $FC(t)$: fluxo da estrela de comparação.

Esses fluxos são as contagens líquidas, depois da subtração do céu:

$$F = C_{\text{abertura}} - n_{\text{pix}} \hat{B}$$

A magnitude instrumental do alvo é

$$m_T(t) = -2,5 \log_{10} \left[\frac{F_T(t)}{t_{\text{exp}}} \right] + Z_{\text{inst}}$$

e, para a comparação,

$$m_C(t) = -2,5 \log_{10} \left[\frac{F_C(t)}{t_{\text{exp}}} \right] + Z_{\text{inst}}$$

O termo Z_{inst} é o ponto zero instrumental arbitrário. Como as duas estrelas estão na mesma imagem, ambas têm o mesmo tempo de exposição e aproximadamente o mesmo ponto zero.

Fotometria Diferencial (a ideia física)

Subtraindo as magnitudes (pois é fotometria das diferenças):

$$\Delta m_{T-C}(t) = m_T(t) - m_C(t)$$

Substituindo as expressões:

$$\Delta m_{T-C} = -2,5 \log_{10} \left(\frac{F_T}{t_{\text{exp}}} \right) + 2,5 \log_{10} \left(\frac{F_C}{t_{\text{exp}}} \right)$$

O tempo de exposição cancela, assim como o ponto zero:

$$\Delta m_{T-C}(t) = -2,5 \log_{10} \left[\frac{F_T(t)}{F_C(t)} \right]$$

Portanto, na fotometria diferencial, a grandeza fundamental é a **razão entre os fluxos**.

Fotometria Diferencial - Por que da divisão dos fluxos?

Suponha que a transparência da atmosfera em um dado instante seja representada por $A(t)$, com

$$0 < A(t) \leq 1$$

O fluxo observado do alvo será

$$F_T^{\text{obs}}(t) = A(t)F_T^{\text{real}}(t)$$

e o fluxo observado da comparação será

$$F_C^{\text{obs}}(t) = A(t)F_C^{\text{real}}$$

Ao fazer a razão:

$$\frac{F_T^{\text{obs}}(t)}{F_C^{\text{obs}}(t)} = \frac{A(t)F_T^{\text{real}}(t)}{A(t)F_C^{\text{real}}}$$

O termo atmosférico cancela:

$$\frac{F_T^{\text{obs}}(t)}{F_C^{\text{obs}}(t)} = \frac{F_T^{\text{real}}(t)}{F_C^{\text{real}}}$$

Essa é a grande vantagem da fotometria diferencial: efeitos que multiplicam igualmente todos os fluxos da imagem são removidos pela divisão.

Isso inclui, aproximadamente:

- transparência atmosférica;
- nuvens finas;
- variações de transmissão;
- pequenas mudanças na eficiência geral do sistema.