FIS02014- Fotometria
Prof. Basílio X. Santiago

Sinal e fluxo: calibração fotométrica

A técnica de determinação do fluxo (ou magnitude aparente) de uma fonte astronômica é chamada de fotometria. A fotometria de uma ou mais fontes geralmente é feita sobre uma imagem obtida em condições de observação estáveis. A estabilidade da atmosfera, no caso de observações baseadas em solo, é importante porque o sinal obtido por um sistema telescópio+detetor vai depender da transparência da atmosfera e do tamanho da coluna de ar atravessada pela luz da fonte. Se a transparência varia de um instante para outro, como no caso de passagem de nuvens durante uma observação óptica, por exemplo, o sinal também variará. Mas o fluxo que desejamos medir é uma grandeza que depende apenas da luminosidade L da fonte e de sua distância d:

$$F = \frac{L}{4\ \pi\ d^2}$$

Ora, a correspondência entre o sinal S obtido numa imagem e o fluxo F só será possível em situações onde as condições da atmosfera são estáveis. Ou seja, dizemos que as condições de observação têm que ser **fotométricas**.

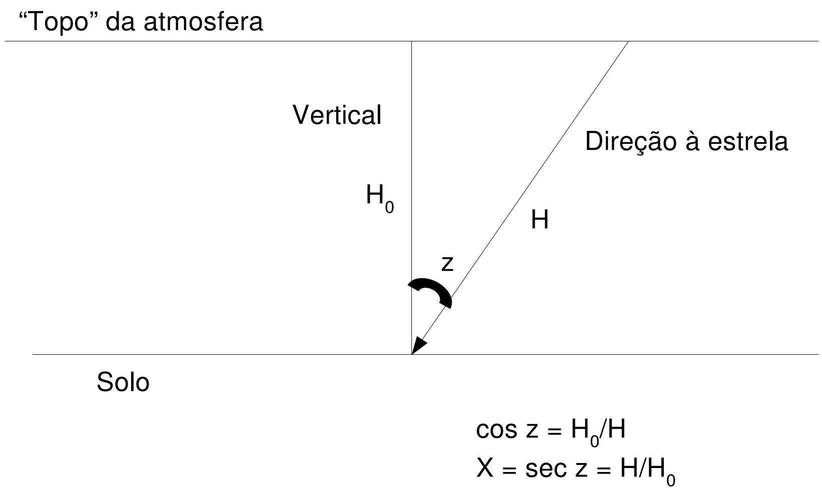
Mesmo em uma noite fotométrica, faz-se necessário achar uma relação que nos leve do sinal instrumental S registrado pela fonte ao fluxo F da mesma. O processo de obtenção desta relação se chama de *calibração fotométrica*. Comumente, a calibração fotométria se dá pela observação de estrelas relativamente brilhantes, isoladas e não variáveis, as quais chamamos de **estrelas de calibração** .

Medido o sinal S_c devido a uma estrela de calibração gerado por uma imagem de tempo de exposição t, a forma mais simples de calibrar a imagem é através da obtenção de um ponto zero (PZ) da escala de magnitudes:

$$PZ = m_c + 2.5 log(S_c/t),$$

onde m_c é magnitude conhecida da estrela de calibração . Ou seja, estamos simplesmente obtendo uma constante, que adicionada ao fluxo instrumental, $-2.5 log(S_c/t)$, recupera a magnitude conhecida da calibradora. Aípodemos obter a magnitude de qualquer outra estrela, de sinal medido S, pela fórmula:

$$m = -2.5 log(S/t) + PZ$$



Há algumas restrições na fórmula acima, contudo. Lembremo-nos que, mesmo numa noite fotométrica, em que a atmosfera esteja bem estável, sem nuvens, o sinal obtido vai depender da distância zenital com que observamos a fonte. Quanto mais distante do zênite, maior a coluna de ar percorrida pela luz do alvo e, portanto, maior a perda de luz ao longo do caminho. Usando um modelo de atmosfera plana infinita (plana paralela) e de densidade uniforme, é fácil provar, com a ajuda da figura acima, que a coluna de ar atmosférico atravessada pela luz será proporcional a $X = secz$. Mais especificamente:

$$H(z) = H_0 \; secz = H_0 \; X,$$

onde H e H_0 são as colunas de ar percorridas para a distância zenital z genérico e $z = 0$, respectivamente. X é chamada de *massa de ar*.

Ora, pela equação de transmissão de radiação , no caso em que o meio apenas absorve a radiação que o atravessa, a atenuação da luz será dada por:

$$F = F_{inc}\, e^{-\tau},$$

onde F_{inc} é o fluxo do objeto ao incidir no topo da atmosfera e a profundidade óptica τ, para um meio uniforme, será proporcional à coluna atravessada, H. Logo teremos:

$$\frac{F(H)}{F(inc)} = e^{-(\tau)} = e^{-(H)} = e^{-(H_0 X)},$$

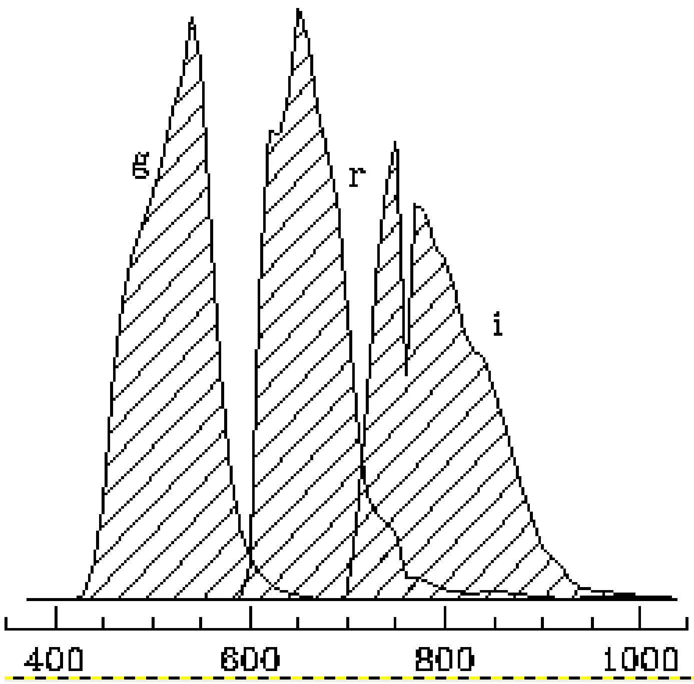
onde $\tau = \sigma\ H$ é a profundidade óptica para incidência da luz com uma distância zenital z e, portanto, massa de ar $X = secz$. Na equação acima tomamos o coeficiente de absorção da luz, σ como unidade, sem perda de generalidade. Tomando agora o log e multiplicando por -2.5 ambos os lados da equação , chegamos a que:

$$m - m_0 = aX = a\ (secz),$$

onde m e m_0 são as magnitudes aparentes obtidas a uma distância zenital z e fora da atmosfera, respectivamente, sendo que $a = 1.086 H_0$. Assim sendo, a calibração fotométrica, para levar em conta o efeito de massa de ar, deverá ter a forma geral:

$$m = -2.5 log(S/t) + aX + PZ,$$

Finalmente, a calibração fotométria pode depender da distribuição de luz em função do comprimento de onda (ou seja, do espectro) da fonte. Isso porque medidas de fluxo são obtidas fazendo a luz da fonte atravessar um filtro de função de transmissão bem conhecida. Na figura abaixo mostramos, como exemplo, as funções de transmissão dos filtros g, r e i do sistema fotométrico ugriz.



Seja $T(\lambda)$ a função de transmissão de um dado filtro e seja $F(\lambda)$ o espectro da fonte. O sinal obtido será então dado por:

$$S \propto \int_0^\infty F(\lambda)\ T(\lambda) d\lambda$$

A constante de proporcionalidade vai depender da abertura do telescópio, da sensitividade do detetor, etc.

Ora, fixada a função de transmissão , fontes com diferentes espectros irão gerar sinais diferentes. Se a fonte cuja magnitude desejamos determinar tiver espectro igual ou muito semelhante ao da estrela de calibração , então as expressões de calibração dadas anteriormente serão suficientes. Mas caso contrário, haverá um termo adicional, chamado termo de cor, na equação de calibração fotométrica:

$$m = -2.5 log(S/t)\ +\ aX\ +\ b\ cor\ +\ PZ.$$

Este termo de cor acomoda os efeitos de variação do espectro (e das cores, portanto) entre fonte e calibradoras.

Medindo o sinal: o caso dos CCDs

Mas como obter o sinal S a partir de uma imagem? Essa questão não é trivial e a resposta vai depender do tipo de detetor utilizado. No caso de imagens ópticas e no infravermelho próximo ($0.3\mu m \AA \leq \lambda \leq 2.2\mu m$), os detetores mais usados são os *Charge Coupled Devices* (CCDs). Sem entrar em detalhes sobre como funciona um CCD, nos bastará dizer aqui que eles são detetores de estado sólido e quânticos. Por estado sólido queremos dizer apenas que o meio responsável pelo registro da incidência de radiação eletro-magnética é uma estrutura sólida. Os CCDs são quânticos porque registram a incidência das partículas da luz, os fótons, transformando a energia destes em carga elétrica. Os CCDs são estruturas semi-condutoras, comumente à base de Si. Quando um fóton incide sobre o CCD, ele tem uma grande chance de ser absorvido, sua energia sendo usada para transportar elétrons da camada de valência para a de condução . Ao final da exposição , os elétrons livres da banda de condução são contados, sendo a carga total proporcional à quantidade de fótons incidentes.

Muito importante para continuarmos a discussão sobre a medida do sinal S em si, é constatarmos que o CCD se subdivide em elementos físicos distintos, os pixels, dentro dos quais a carga resultante da incidência de luz é totalizada. Ou seja, num CCD a imagem é formada pela soma dos sinais armazenados nos pixels individualmente. Trata-se de uma imagem fisicamente discretizada, portanto.

Cada pixel cobre um elemento pequeno de ângulo sólido no céu. Ou seja, podemos mapear cada ponto da imagem a uma ponto distinto no céu. A região do céu coberta pela imagem é o *campo da imagem.* O ângulo coberto pelo lado de pixel (1pixl) é chamado de escala espacial do CCD. Se s é a escala do CCD, s^2 é o ângulo sólido coberto pelo pixel, assumindo-se que ele é quadrado.

A contagem instrumental num único pixel por unidade de tempo é o equivalente instrumental à *intensidade ou densidade de fluxo, I*, tendo dimensões de sinal/tempo/pixel (ou seja, energia por tempo por ângulo sólido captada pela abertura D do telescópio à qual o CCD está acoplado). Se integramos a intensidade instrumental numa área do CCD, estamos na verdade fazendo uma integral em ângulo sólido, Ω. Isso nos dá um fluxo instrumental:

$$F = I\ \Omega,$$

onde F tem dimensão de sinal/tempo. Se agora integramos o fluxo num dado tempo de integração , temos então o sinal total (energia eletromagnética) armazenado numa área do CCD durante um dado intervalo de tempo de exposição .

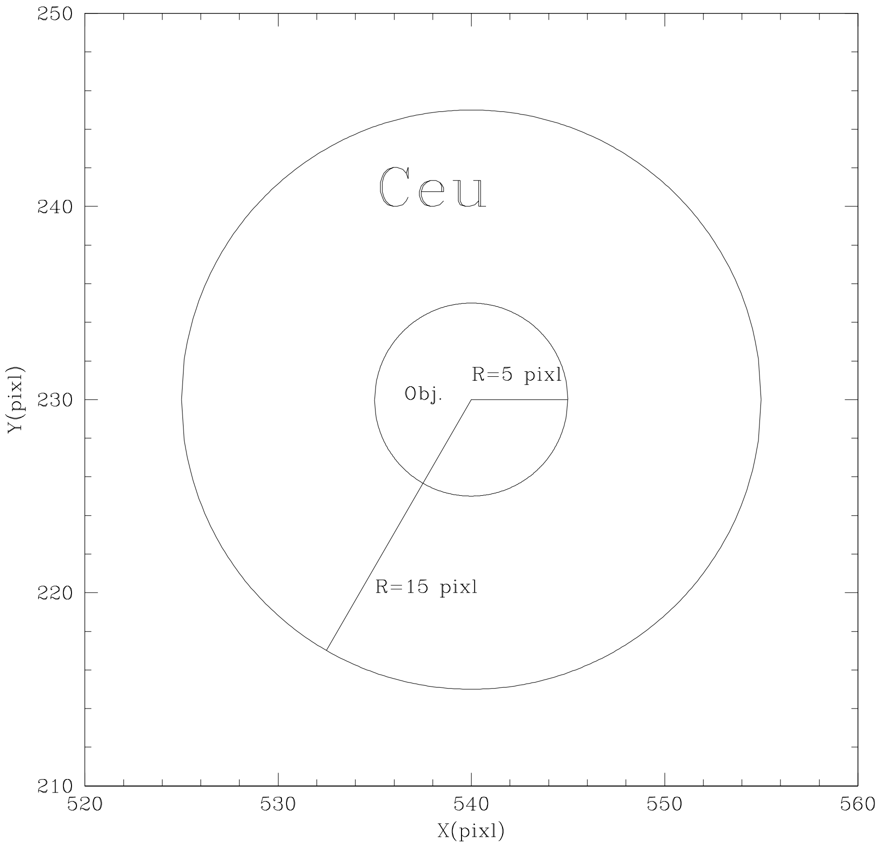
$$S = F\ t = I\ \Omega\ t$$

Claro que o tempo de integração e a área do CCD onde iremos somar o sinal podem variar. Mas há coisas que, como já vimos, influem no sinal de um objeto e que são fixas num dado sistema telescópio+detetor, incluindo-se a área da superfície coletora da luz (lente objetiva num refrator ou espelho primário num refletor), que é proporcional a D^2, onde D é o diâmetro dessa superfície. A eficiência quântica (QE) do detetor também é fixa, sendo que detetores de maior QE obviamente constróem sinal mais elevado fixados os outros parâmetros. Finalmente, vimos no início deste texto que o sinal depende da transparência da atmosfera e da massa de ar X a ser atravessada pela luz.

Assim, se desejamos obter o sinal de uma fonte, o método mais simples é o de somar-se os sinais de todos os pixels do CCD que receberam luz da fonte, ou seja, que acusam na imagem a presença daquela fonte. Então , o sinal S devido à fonte seria dado por

$$S = \sum_{i}^{N_{pix}} S_i$$

onde N_{pix} é o número de pixels sobre os quais incidiu luz da fonte e S_i são os sinais armazenados nestes pixels. Num objeto de simetria circular, por exemplo, podemos utilizar todos os pixels situados dentro de uma abertura, centrada na fonte, e de raio R_f. Naturalmente, R_f será tanto maior quanto mais espalhada estiver a luz da fonte. A figura abaixo mostra o caso de uma abertura circular de raio $R = 5$ pixls em torno de uma fonte cujo centro se situa no pixel $(X_0, Y_0) = (540, 230)$ do detetor. O anel de raio interno $R_i = 5$ pixls e raio externo $R = 15$ pixls é usado para estimar o sinal do céu.



Contudo, temos que lembrar que os sinais S_i armazenados nos pixels em torno de uma fonte astronômica também contêm luz proveniente do fundo de céu. Ou seja, a presença de uma fonte em dada região do CCD não elimina a contribuição do fundo naquela região . Seja B_p o sinal típico, por pixel, do fundo de céu próximo a uma dada fonte. B_p pode ser estimado em regiões da imagem CCD onda não haja fontes. A contribuição do céu para os N_{pix} em torno da fonte será, portanto, $N_{pix}\ B_p$. Uma estimativa mais precisa do sinal S da fonte será então :

$$S = \sum_{i}^{N_{pix}} (S_i - B_p) = \sum_{i}^{N_{pix}} S_i - N_{pix}\ B_p$$

Novamente, particularizando para o caso de uma fonte circular, B_p pode ser estimado num anel imediatamente externo ao raio R_f que limita a região em que fonte contribui (ver figura acima).

Dessa forma, a magnitude instrumental (sem os termos de calibração fotométrica) obtida a partir de uma imagem CCD seria:

$$m_{inst} = -2.5log(S/t) = -2.5log(\frac{\sum_{i}^{N_{pix}} S_i - N_{pix}\ B_p}{t})$$

Placas fotográficas

Se usamos uma placa fotográfica ao invés de um CCD, temos a opção de escolher o tamanho do pixel, pois o sinal armazenado na placa não é, *a priori*, discretizado como no CCD. O sinal numa placa fotográfica é construído por um processo físico-químico, que envolve a deposição de íons, em geral de prata, na emulsão sujeita à exposição pela luz. Esses íons formam grãos escuros, que é o que vemos como a imagem num negativo de filme. O processo de obtenção do sinal significa neste caso é equivalente a determinarmos a densidade de grãos escuros depositados em cada região da placa. Para isso fazemos o que se denomina de digitalização da placa, e o instrumento usado neste processo é geralmente um micro-densitômetro. Na digitalização , um feixe de luz estável (intensidade fixa) emitido pelo micro-densitômetro atravessa a placa, sendo que no lado oposto há um sensor de luz que registra a fração do feixe que atravessou a placa em dada região . O tamanho da região pode ser escolhido pelo usuário do micro-densitômetro e equivalerá ao pixel no CCD. A densidade de grãos localmente no placa será então dada pela expressão :

$$\rho = log \frac{I}{I_0},$$

onde I e I_0 são as intensidades do feixe que atravessa e que incidente respectivamente e ρ é a densidade de grãos depositados na placa. A relação acima é chamada de curva característica e depende da emulsão da placa.

Fotometria por abertura e fotometria por ajuste

A técnica de se somar a contribuição de diferentes pixels em torno de uma fonte é denominada de **fotometria por abertura**. O nome é óbvio, pois indica que uma abertura específica está sendo usada na medida fotométrica.

A fotometria por abertura pode ser usada com segurança desde que seja possível definir uma abertura que satisfaça os seguintes 2 critérios:

1- A abertura precisa conter toda a luz emitida pela fonte

2- A abertura não pode conter luz proveniente de outras fontes.

Os critérios são relativamente óbvios, posto que uma abertura muito pequena vai deixar luz da fonte do lado de fora, subestimando o sinal e, por conseguinte, o fluxo da fonte. Já uma abertura muito grande poderá resultar em estimativas de S contaminadas por outras fontes.

Há vezes em que é impossível compatibilizar as duas exigências definidas acima. Em campos estelares muito densos, por exemplo, o espaçamento entre as estrelas na imagem pode ser menor do que o raio que contenha toda a luz de uma fonte individual.

A função de dispersão pontual (PSF)

Um conceito muito importante tanto na compreensão quanto na solução do problema, é o de **função de dispersão pontual**, ou PSF (da sigla em inglês para Point Spread Function). A PSF é uma função que descreve a distribuição de luz, no plano da imagem, de uma fonte cujo tamanho angular esteja abaixo do limite de resolução da imagem. De uma fonte assim, diz-se ser *não -resolvida ou pontual.* Isso não significa, é claro, que o objeto seja fisicamente um ponto no espaço, mas apenas que sua imagem num CCD, por exemplo, não contém informação sobre sua distribuição intrínseca de luz, refletindo apenas a forma como o telescópio e/ou a atmosfera espalharam a luz do objeto.

Por depender apenas das condições de observação (atmosfera e/ou telescópio), a PSF é a mesma para todas os objetos não -resolvidos. Pequenas variações na forma da PSF podem ocorrer ao longo de uma imagem, dependendo do tamanho do campo e dos efeitos causados pelas aberrações sobre este campo imageado.

Assumindo-se a PSF como uniforme em todo o campo, podemos definir um critério mais objetivo a ser satisfeito por uma fonte para que sua fotometria por abertura seja confiável. Ou seja, a abertura tem que cobrir toda a região onde a PSF cai a um percentual insignificante de seu valor central, digamos $< 1\%$. Matematicamente:

$$R_f \mid PSF(R_f) < 0.01 PSF(0)$$

O segundo critério poderia ser definido como:

$$\overline{d} \; > \; 2 \; R_f,$$

onde $\overline{d}$ é a distância média entre estrelas vizinhas numa imagem, sendo que R_f é o raio definido usando a PSF.

Ajustes de PSF

Como dissemos antes, se a densidade de objetos é muito grande, as condições para fotometria por abertura não serão satisfeitas. Por outro lado, se temos como caracterizar com precisão a PSF, algumas alternativas surgem para obtermos medidas fotométricas úteis.

Uma dessas alternativas é a de medir um sinal S_{int} no interior de uma abertura suficientemente pequena de forma a não sofrer contaminação por outras fontes e aplicar correção para abertura infinita. Ora, seja R_{int} a abertura na qual medimos S_{int}. R_{int} necessariamente tem que satisfazer a condição de isolabilidade

$$R_{int} << \overline{d}$$

A fração do sinal total dentro de R_{int} será dada por:

$$\frac{S(\leq R_{int})}{S_T} = \frac{\int_0^{R_{int}} PSF(r) 2\pi r dr}{\int_0^{\infty} PSF(r) 2\pi r dr}$$

Se conhecemos a forma funcional da PSF, sempre podemos determinar o valor da fração acima e aplicar uma correção ao sinal de forma a recuperar o sinal total da fonte. Em termos de magnitudes, isso significa aplicar uma correção por abertura:

$$m_T - m(\leq R_{int}) = -2.5 log(S_T/t) + 2.5 log[S(\leq R_{int})/t]$$

$$m_T - m(\leq R_{int}) = +2.5 log\left(\frac{S(\leq R_{int})}{S_T}\right)$$

Na prática, é comum tomar-se um setor da imagem onde foram identificadas várias fontes muito próximas e obter medidas de magnitude para todas essas fontes simultaneamente através de ajustes de uma mesma PSF a todas elas.

Para se ajustar a PSF, é necessário antes obter um modelo que descreva a forma dessa função . Em geral PSFs são ajustadas a funções Gaussianas:

$$PSF(R) = PSF(0)\ e^{\frac{-R^2}{2\sigma^2}},$$

onde $PSF(0)$ é a contagem no centro do objeto pontual e σ é o desvio padrão (largura) da Gaussiana.

Imagens do telescópio espacial Hubble (HST) comumente são modeladas por uma função Moffat:

$$PSF(R) = \frac{PSF(0)}{[1 + (R/R_s)^2]^n},$$

onde R_s é um parâmetro de escala (para $R = R_s$ a função cai a 2^{-n} do seu valor central, $PSF(0)$), e n é um parâmetro que indica o quão rápido cai a função .