

MCLEANゼミ 9.7～9.10

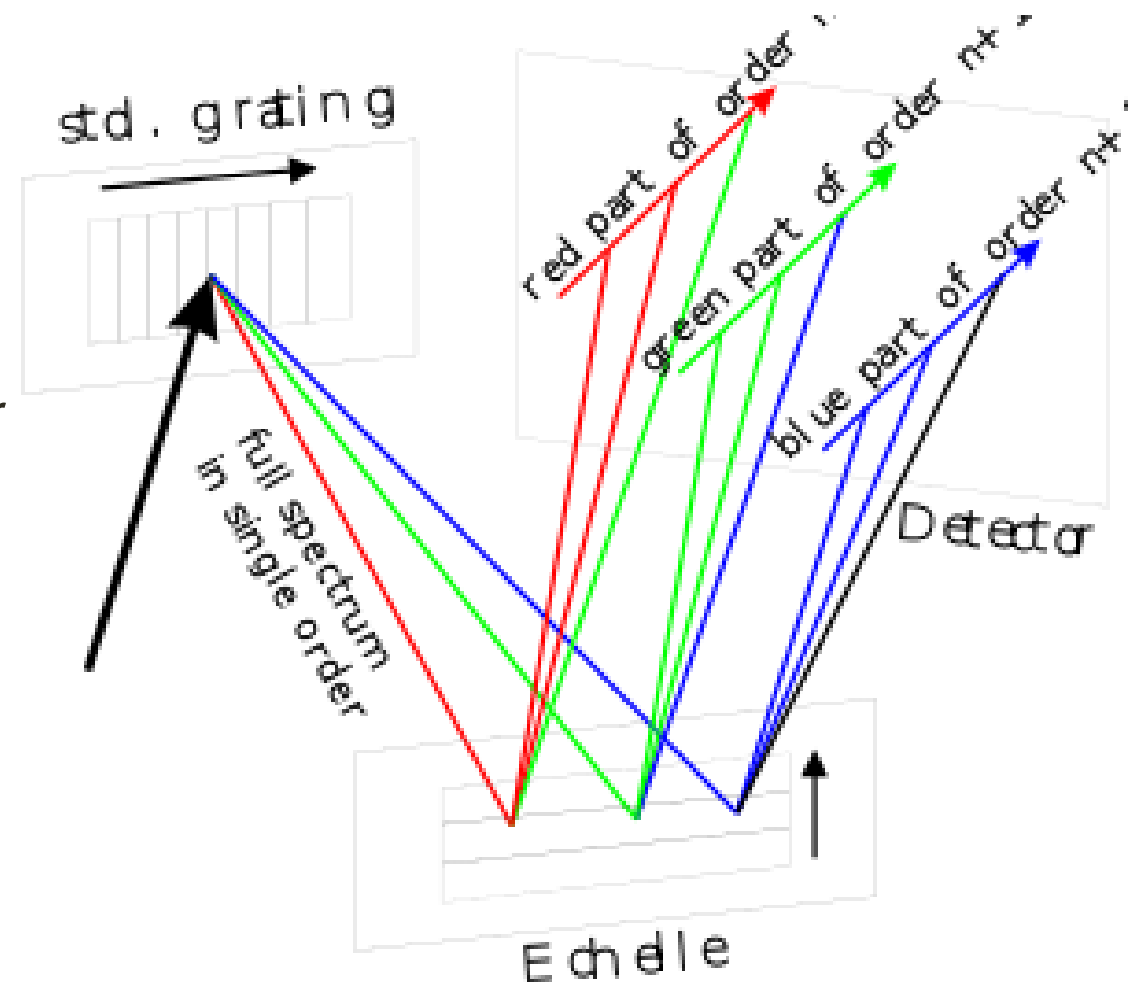
宮田研究室 M1
毛利清

9.7 SPECTROSCOPY

- 分光は検出器に対する要求が最も厳しい
- キャリブレーションの方法は撮像とほとんど同じ
- 裏面照射型CCDの厚みの違いなどによる光学的な分散を取り除くためにフラットフィールドが必要
 - フラットフィールドを引いたらskyを引く必要がある
 - 天体のスペクトルの列とskyのスペクトルの列を折り込むか足し合わせることが一般的
- アーク灯を用いてピクセルナンバーと波長を決定
 - 近赤外ではしばしば夜空にあってスペクトルに「組み込まれている」OHの輝線を使う
- フラックスの絶対値はA0V星で補正
 - 白色矮星の場合も

9.7 SPECTROSCOPY

- ☒ 9.15 a cross-dispersed echelle spectrometer
- Wikipedia 「**Echelle grating**」より ⇒
(http://en.wikipedia.org/wiki/Echelle_grating)



- <http://www.nikon.co.jp/profile/technology/field/hds/index3.htm>なども参考に...

9.7 SPECTROSCOPY

▶分光の重要な手順

1. 分散の方向を決める
2. 死んでいるピクセルもしくははその列に値を挿入し、その地図を作る
3. フラットフィールドを足し合わせて1で規格化する
4. ピクセル間の感度むらをなくすためにフラットフィールドで割る
5. いくつかのパッケージではCCDを横切るオーダーの位置を入れる
6. 星のスペクトルが写っている長方形の部分を抜く
7. フラットをとった星のスペクトルを「白光」スペクトルで割る
8. アーク灯の輝線を特定する

9.7 SPECTROSCOPY

- 分光特殊用途CCDの特徴→on-chip binning
 - 入口スリットの長さに沿ったスペクトルの拡張
 - 適切なクロッキングシーケンスで足しあわされる
 - 読み出しノイズはほとんど同じ
- S/N比が良くなる
- CCDの飽和に注意

9.8 POLARIMETRY

- 偏光計と分光偏光計の装置はどんな作業を行うよりも前にまとめられる
- 偏光計→波長版の場所に対応するフラットフィールドが必要
 - 一回の波長版操作だとビーム中で回転するためダストスポットや他の人工物がフラットフィールドできない(?)
- 像をピクセルの数分の一の小さなズレに対して正確に記録する必要がある
- 半波長版→ $Q/I = p \cos 2\theta$, $U/I = p \sin 2\theta$ p は偏光割合、 θ は電場振動方向
- 偏光の知られている天体を測定してスケールファクターを決定する
- まったく偏光していない天体を測定して「装置偏光」を見つける
- 詳細はTinbergen(1996)やwebで

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

- CCDの電気回路が完璧で、最小限の読み出しノイズのみと仮定
- FINAL FRAMEはダーク引きとフラットフレームによる規格化で得る

$$\text{FINAL FRAME} = \frac{\text{OBJECT FRAME} - \text{DARK FRAME}}{\text{FLAT FRAME} - \text{DARK FRAME}}$$

- 分母のフラットのダーク引きはあらかじめ規格化されていることが多い
- 赤外線検出器では夜空がしばしばフラットとして使われる
- 上の式でSKY FRAMEをFLAT FRAMEの代わりに用いる
 - 空の比較的空白な場の多くのデザリングされたフレームに由来するため

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ ノイズは以下のものだけと仮定

1. 読み出しノイズ (R)
2. 天体のポアソンノイズ (S)
3. 空の背景光のポアソンノイズ (B)
4. 暗電流のショットノイズ (D) 単位: electrons/s

- これらは実際の観測量(DNs)に係数 g をかけて出した値

- S, B, D がポアソン統計に従うと仮定

→ ノイズは電子数の平方根に等しくなる

➤ ノイズ項は二乗和

➤ SKY/FLATとDARKにもノイズがあることに注意

➤ OBJECT、SKY/FLATとDARKの露光時間が等しいと仮定

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

n_O : OBJECT FRAMES

n_B : SKY BACKGROUND または FLAT FRAMES

n_D : DARK FRAMES

とすると以下のような量を定義できる

- $T = tn_O$: OBJECT FRAMESの総積分時間
- f : ピクセルあたりの source signal と背景からのその比
- $\varepsilon_B = n_O/n_B$: 天体とバックグラウンドのフレームの比
- $\varepsilon_D = n_O/n_D$: 天体と暗電流のフレームの比

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ これらを用いて、天体がCCD上で n pixelを占める時のS/Nは

$$\frac{S}{N} = S\sqrt{T} \left[u_r^2 + S + \sum_{i=1}^n \left\{ \begin{array}{l} \left(B + D + \frac{R^2}{t} \right) + \varepsilon_D \left(D + \frac{R^2}{t} \right) + \\ (1 + f)^2 \varepsilon_B \left(B + D + \frac{R^2}{t} \right) + (1 + f)^2 \varepsilon_D \left(D + \frac{R^2}{t} \right) \end{array} \right\} \right]^{-1/2} \quad (9.23)$$

➤ S は全ピクセルに渡る天体信号の積分

➤ u_r はフラットの失敗による残差の n ピクセルに渡る平均

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

- ▶ 天体の広がりを天球上での全半値幅を用いて θ_{FWHM} arcsec とする
- ▶ 一方 CCD のピクセルスケールを θ_{pix} とすると、星を撮るために必要なピクセル数は大雑把には

$$n_{\text{pix}} = \frac{\pi}{4} \left(\frac{\theta_{\text{FWHM}}}{\theta_{\text{pix}}} \right)^2$$

- ▶ 理想なケースとして、 ε_D 、 ε_B が非常に小さく、また u_r を無視すると

$$\frac{S}{N} = \frac{S\sqrt{n_0 t}}{\sqrt{S + n_{\text{pix}} \left(S + B + \frac{R^2}{t} \right)}} \quad (9.24)$$

- ▶ 「CCD equation」 とも呼ばれる

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ 2つのより単純化したケース

1. Background-limited(sky-limited), $B \gg (D + R^2/t)$, S

$$\frac{S}{N} = S\sqrt{T}[(n_{\text{pix}}B)]^{-1/2} \quad (9.25)$$

➤ S/N比のスケールは望遠鏡の口径や、量子効率のルート程度

例：Sが1ピクセルあたり空の明るさ1%で4ピクセルに広がり、S/N=1を達成したいとき

$$1 = \frac{1}{100} B \sqrt{\frac{T}{4B}} = \frac{1}{200} \sqrt{BT} \rightarrow BT = 40000$$

観測時間：100s

読出しノイズは無視できる(露光が1回なら $R < 20$ electrons rms)

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ 2つのより単純化したケース

2. Detector noise-limited, $R^2/t \gg (B + D)$, S

$$\frac{S}{N} = S\sqrt{T} \left[\left(n_{\text{pix}} \frac{R^2}{t} \right) \right]^{-1/2} = \frac{St}{R} \sqrt{\frac{n_0}{n_{\text{pix}}}} \quad (9.26)$$

- S/N は積分時間に対して線形、フレーム数のルートで増加
- 量子効率と望遠鏡の集光範囲にも比例

例：高分解能分光においてbackgroundとdark currentが0.1 electrons/s/pixelとすると、 $R > 10$ electronsを仮定したとき $t = 1000$ sでreadnoise-limitedとなる

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ 高いS/Nを得るのは以下の時

1. 十分正確にキャリブレーションしているフレームが得られている
2. 読み出しノイズと暗電流が可能な限り小さい
3. 検出器に乗っている積分時間が可能な限り長い
4. 量子効率と望遠鏡の範囲が可能な限り大きい

➤ 望遠鏡に集められる光のPower

$$P(\lambda) = \tau(\lambda)\eta(\lambda)A_{\text{tel}}\Delta\lambda F_{\lambda}(0) \times 10^{-0.4m} \text{ W} \quad (9.27)$$

透過率 τ はシステム内のすべての透過率または反射率の積

例えば $\tau = \tau_{\text{tel}}\tau_{\text{optics}}\tau_{\text{filters}}$

例：2つの望遠鏡ミラーが95%の反射率、6つのレンズが96%の反射率、フィルターが80%の透過率→総透過率は $(0.95)^2(0.96)^6(0.8) = 0.57$

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ 光電子の検出率

$$S(\lambda) = (hc)^{-1} \tau(\lambda) \eta(\lambda) A_{\text{tel}} \lambda \Delta\lambda F_{\lambda}(0) \times 10^{-0.4m} \text{ electrons/s} \quad (9.28)$$

➤ 係数 g で割ると実際の観測率になる

➤ 1DN/sとなる等級は

$$m_{\text{zp}} = 2.5 \log \left\{ \frac{\tau \eta \lambda \Delta\lambda A_{\text{tel}} F_{\lambda}(0)}{hcg} \right\} \quad (9.29)$$

- 等級の知られている標準星の観測からも求められる
- 観測で得た値から $\tau\eta$ の値が求まる

$$2.5 \log(\tau\eta) = m_{\text{zp}} - 2.5 \log \left\{ \frac{\lambda \Delta\lambda A_{\text{tel}} F_{\lambda}(0)}{hcg} \right\} \quad (9.30)$$

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤例：K-band($\lambda = 2.125 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.35 \mu\text{m}$)で $72,236 \text{ cm}^2$ の面積、25 electrons/DNゲインで観測して $m_{\text{zp}} = 20.4$ を得た。 $F_{\lambda}(0)$ の値を用いると

$$2.5 \log(\tau\eta) = 20.4 - 2.5 \log \left\{ \frac{2.125 \times 0.35 \times 72236 \times 4.34 \times 10^{-14}}{1.99 \times 10^{-19} \times 25} \right\} = -1.28$$

となる。これは $\tau\eta = 0.31$ に相当する。

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

- skyまたはbackgroundからのsignalは同じ形を用いると

$$B(\lambda) = (hc)^{-1} \tau(\lambda) \eta(\lambda) A_{\text{tel}} \lambda \Delta\lambda F_{\lambda}(0) \times 10^{-0.4m_{\text{sky}}} \theta_{\text{pix}}^2 \text{ electrons/s} \quad (9.31)$$

F_{λ} はプランク関数($B(T)$)や放射率(ε)に変化する

- Backgroundは望遠鏡の口径比のみに依存

$$B \propto A_{\text{tel}} \theta_{\text{pix}}^2 = \frac{\pi}{4} D_{\text{tel}}^2 \left(206,265 \frac{d_{\text{pix}}}{D_{\text{tel}} (f/\#)_{\text{cam}}} \right)^2 \propto \frac{1}{(f/\#)_{\text{cam}}^2}$$

$m_{\text{sky}} = 22-23 @ \text{blue}$

21 @ red

20 @ 1 μm

13 @ 2.2 μm

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤例：4mサイズのカセグレン焦点望遠鏡で、 $0.54\mu\text{m}$ の波長をフィルター幅 $0.1\mu\text{m}$ で、CCDカメラの透過率・量子効率ともに0.5であるような系での観測を考える。

表9.4の値を用いると

$$S(\lambda) = 3.136 \times 10^{10} \times 10^{-0.4m} \text{ electrons/s}$$

が得られる。

$$m = 17 \rightarrow 5000 \text{ electrons/s}$$

$$m = 27 \rightarrow 0.5 \text{ electrons/s}$$

9.9 SIGNAL-TO-NOISE CALCULATIONS

➤ 限界等級

- Background-limitedまたはsky-limitedの場合、観測される等級は

$$m = m_{zp} - 2.5 \log \left\{ \frac{1}{g} \frac{S}{N} \sqrt{\frac{n_{\text{pix}} B}{T}} \right\} \quad (9.32)$$

➤ S/N=1が限界等級に相当する

- 例：カメラのゲインが10 electrons/DN、 $m_{zp} = 18$ 、星の像が5ピクセルに渡っていて、backgroundの平均が200 electrons/s/pixelであるとき、1時間の撮像での限界等級はいくらか。

$$m = 18 - 2.5 \log \left\{ 0.1 \times 1 \times \sqrt{(1,000/3,600)} \right\} = 18 + 3.2 = 21.2$$

- 例：20等級は 10^8 のファクター → $m = 20$ は $38 \mu\text{Jy}@V$, $6.2 \mu\text{Jy}@V$, $0.37 \mu\text{Jy}@N$ に相当する。

9.10 SUMMARY

- CCDシステムの重要なパラメータ
 - 量子効率
 - 読み出しノイズ
 - フラットフィールド
 - 線形性
 - ゲイン
- フラットフィールドのよい補正は生データでは見えなかったような非常に暗い天体の検出も可能にする
 - 1/1000等の正確さを持つことも可能
- ステップに沿って使えばCCDや赤外線検出器は天体物理学で非常に強力