

ELECTRONIC IMAGING IN ASTRONOMY

Detectors and Instrumentation

9 Characterization and calibration of array instrument

櫛引洸佑

理学部天文学科 4 年

2017/6/14

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- 9.8 Polarimetry
- 9.9 Signal-to-noise calculations

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- 9.8 Polarimetry
- 9.9 Signal-to-noise calculations

9.4 Interference fringe

- backside-illuminated thinned CCD で far-red で生じる
- near-infrared array で生じる fringe pattern
 - narrow-band work
 - 夜空の OH 輝線の変化の影響
 - far-red と near-infrared の範囲
- OH 輝線が非常に変化する場合を除き、簡単に取り除ける (difference frame を IR array で慣習的に得られる)
- CCD や infrared array は劇的に改善されたが、暗いシグナルを際立たせたり装置/望遠鏡を性能の限界まで持っていくには calibration の努力が必要

9.4 Fringe removal

- Adaptive modal filtering
 - 画像全体について平均とメディアン之差を求める
 - 上記の差がある値を下回るまで外れ値をはじき出す
 - given pixel に median-filter をかける
- 大きな広がった天体 (近傍銀河や星雲) ではうまくいかない
⇔ CCD の 2/3 が背景で埋まるような混んでない領域では良い
- fringe frame は試行錯誤して見積もられ object frame の空の様子が flat になるまで object frame から差し引かれる

9.4 実際の結果

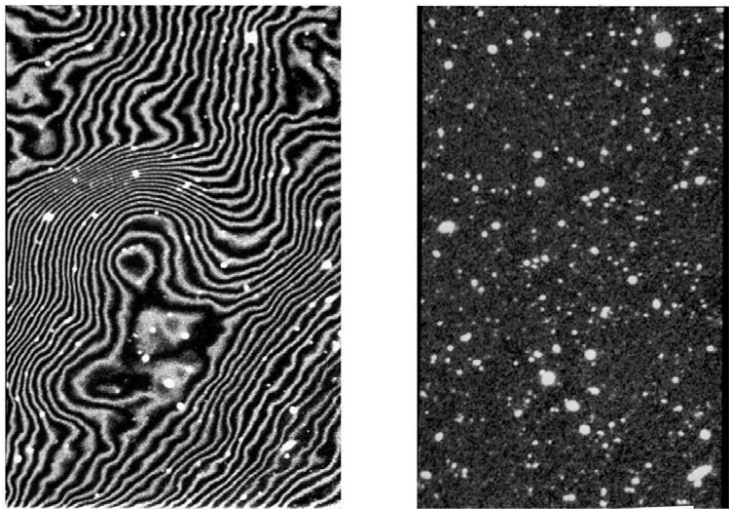


Fig 1: Mclean 教科書より

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- 9.8 Polarimetry
- 9.9 Signal-to-noise calculations

9.5 Linearity

- CCD は非常に大きな dynamic range に渡って線形な検出器
⇒ CCD からの出力電圧は CCD に到達した光の量に比例している (かなりの正確性でしばしば signal の 0.1% よりも良い)
- 良い線形性は非常に暗い天体の観測の測定を可能にする ⇐ かなり明るい標準星への露光を短くする
- 線形曲線は一定の光源をいろいろな露光時間で測定することで得られる
- CCD の非線形応答は間違った電圧がかけられると生じる
 - output transistor がその線形の範囲で動作しているか
 - CCD pixel をすべて inverted にするための正しい clock voltage を使っているか or MPP が施された CCD を使っているか

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- 9.8 Polarimetry
- 9.9 Signal-to-noise calculations

9.6 Photometry

- Photometry

- 天体の明るさに対して正確な数値的な値を得ること
- 相対的な明るさを得ることが適切な時もあり、これは同視野の他の天体や近くの天体と比較

- 他の研究のために地球に届く本当の or 絶対的な輻射エネルギーを得ることが必要

⇔ これが非常に難しい

⇔ 宇宙の質量やエネルギーの分布を理解するには重要

9.6 Photometry での用語

- Monochromatic flux

- 光源の angular size に渡って specific intensity を積分したもの
[$\text{Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$]
- 波長単位のものも使う [$\text{Wm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$]

- Magnitude

- 光源の monochromatic flux の相対的測定
- F : 光源の monochromatic flux, F_0 : 同じ波長の参照 monochromatic flux

$$m = m_0 - 2.5 \log F + 2.5 \log F_0$$

- $m_0 = 0$ ならば、 $2.5 \log F_0$ は等級スケールの原点を定義
- 実際は有限の波長幅がフィルターで決められるのでバンドのセットごとに異なる等級システム

9.6 Photometry での用語: 等級システム

- Vega system
 - Vega がそれぞれのバンドで 0 等級とされる
 - F_0 は Vega をそのバンドで同じ条件で測定し求める
⇒ Vega より低温のスペクトルタイプの星については effective wavelength が赤化するので、"cooler-dependent" correction が必要

- AB system
 - 全ての波長、バンドについて F_0 一定を仮定
 - Bev Oke の仕事により

$$m_\nu = -2.5 \log F_\nu - 48.6$$

$$m_\lambda = -2.5 \log F_\lambda - 21.1$$

- 一定のフラックスのみがすべての波長で同じ等級になる
- これら三つのシステムは Johnson V-band での Vega に対して同じ等級と光子フラックスを与えるようにしてある

9.6 Photometry での用語

- Bolometric magnitude
 - 全波長に渡って積分した total flux に対応する等級
 - 等級原点は $F_b = 2.52 \times 10^8 \text{ [Wm}^{-2}\text{]}$
- Color indices
 - UBV システムでの二つの離れた波長での等級の差
 - 等級を m_U , m_B , m_V などと表す

9.6 主な photometric system

- Johnson and Morgan の UBV
 - $U = 365 \text{ nm}$, $B = 440 \text{ nm}$, $V = 550 \text{ nm}$
 - さらに $R \sim 700 \text{ nm}$, $I \sim 900 \text{ nm}$ に拡張
- Kron-Cousins System (修正 UBVR)
- $R = 650 \text{ nm}$, $I = 800 \text{ nm}$
- Mould System

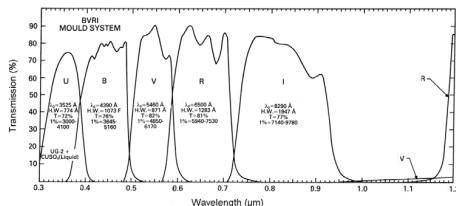


Fig 2: Mclean 教科書より

- Thau-Gunn による narrower band system (uvgr system)
 - 夜光輝線、wide-band system の overlap を避ける
 - CCD に対する良い flat-field を与える

9.6 red leak

- B filter での red leak
- 照射された光の色や長波長側での検出器の感度に依存
- UBVRI の開発には PMT が使われていて、CCD はそれよりも長波長側に感度があるから校正が必要

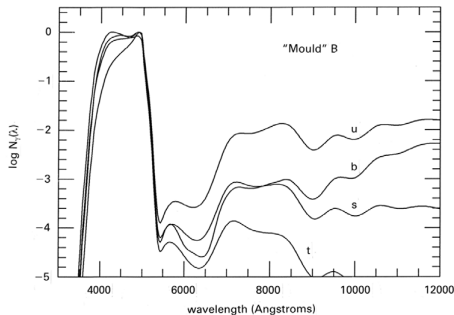


Fig 3: Mclean 教科書より

9.6 SDSS

- 五つの non-overlapping filter
- 暗い天体の検出効率のために広めのバンド
- CCD の感度のすべての範囲をカバー
- 教科書の Table 9.3 にまとめ
- Apache Point Obsevertory での大気吸収の影響もみえる (天頂角 30°)

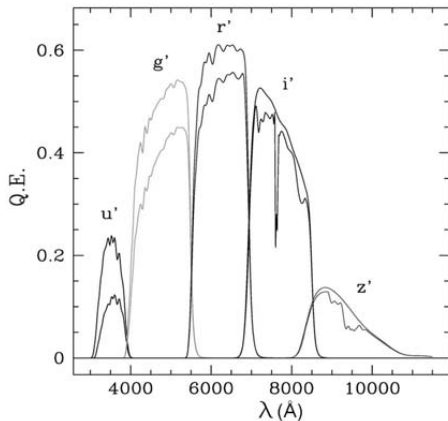


Fig 4: Mclean 教科書より

9.6 CCD と photoelectric photometer

- CCD での測光の精度は非常に良く、再現性も良い
- CCD photometry と photoelectric photometer による結果の比較
 - 難点あり
 - CCD と PMT の感度の波長幅の違いとそれによる filter profile の違い
 - CCD では data reduction と analysis の間に小さな系統誤差が生じる
- 一般に CCD は非常によく働き、バンド幅が数百Å 程度ならば簡単に較正できる
⇔ これは"standard" ではなく、簡単には過去の測光データと比較できない
- 全てやり直すべき！！

9.6 photometric information を得る手順 1

- Aperture photometry
 - IRAF の apphot
 - ある直径 (arcsec) を持った開口を設定し、その中の天体からのシグナルを見る
 - この仮想の開口を "software aperture" と呼ぶ
 - 難点
 - background level の算出
 - ⇒ 天体の端から数 pixel に広がる円環内の値を平均する
 - ⇒ 円環内に星 (高い値) があった場合にはそれを除いて平均を取ることができるべき
 - 部分的に円環に入ってしまった pixel があるかどうか
 - ⇒ 徐々に開口を大きくして行って星からのシグナルが一定になるのを確認する
 - instrumental magnitude vs 開口の半径 ⇒ 成長曲線 ⇒ "aperture corrections" を推定できる
 - 天体の中心や形も問題に

9.6 photometric information を得る手順 2

- Profile fitting (PSF fitting)

- PSF: 点源の検出器上での記録された形
- 画像をモデリングすることで検出
- 星像はたいていガウシアンでフィッティングされる

$$I(r) = I(0)e^{-r^2/2\sigma^2}$$

- $I(0)$: ピークの強度
- r : 像の中心からの距離
- σ : 分布の広さ
- PSF(つまり σ) が像に渡って一定であれば、それを星と認識
 - ⇒ そのガウシアンを推定し、それらを差し引く
 - ⇒ より暗い星まで検出できる
- FWHM: 半値全幅 $\text{FWHM} = 2.35\sigma$

9.6 photometry での二つの仮定

- CCD や array detector の photometric measurement での使用には以下の二つの基本的な仮定がある
 - ① それぞれの pixel の反応は exposure level, optical bandpass, そして device の構造や制御の明確に定義された関数である。正確な測光のために detector 制御を完全に最適化して安定させるためにはかなりの努力を要する。
 - ② 天文的な光源からの入射シグナルは較正、もしくは望ましい standard system に移すことができる。

9.6 重要な問題点

- 像の profile や中心を知っておくことは重要
⇒ centering error や不適切な開口もしくはフィッティングパラメータは系統的影響をもたらす
- 他にも 4 つ重要な問題点がある
 - ① フィルター同士の透過域ミスマッチ (narrow band 含む)
 - ② red/infrared leak ⇒ flat-fielding を面倒にする
 - ③ electromechanical shutter の開閉にかかる時間
 - ④ 長時間露光における大気減衰つまり "airmass" の変化
- ①、② はデザインで除ける
- 全ての必要な calibration data を正確に得て、reduction の困難を与えるもの (accidental ground-loop, detector temperature instability, ...) が夜に起こらないようにするにはかなりの注意と望遠鏡の耐性が必要

9.6 重要な問題点: shutter timing error

- 大きな iris-type shutter で問題になる
- シャッターが閉まるのに有限の時間 δt だけかかるので、中心部の pixel は $T + \delta t$ だけの露光になってしまう
- 解決策: Bonn shutter
- 長時間露光
⇒ 一枚目のスクリーンが動いて開く ⇒ 露光時間終了したら二枚目が動いて閉じる
⇒ 全ての位置で同じ時間感覚だけ露光
- 短時間露光
⇒ 一枚目のスクリーンが開き切る前に二枚目が動く

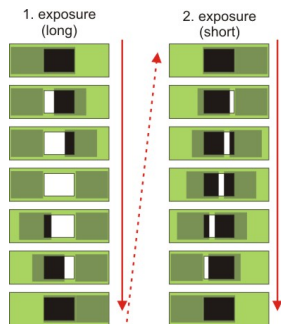


Fig 5: http://www.bonn-shutter.de/operation_principle.php より

9.6 標準星と airmass

- 他の観測データや理論予測との比較をしたい
⇒ 標準星との比較、標準星に対する較正
- 標準星は幅広い airmass でとる必要がある
- airmass (X)
 - 天頂角 ζ の secant ($=1/\cos$)
 - 光が大気を通る厚さに比例する

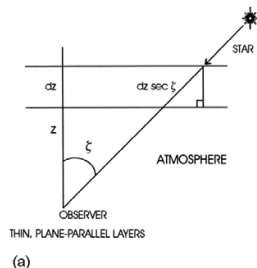


Fig 6: Mclean 教科書より

9.6 等級の式

- instrumental magnitude

$$IM = -2.5 \log (\text{counts/s})$$

⇒ reference set を作るために良い夜に標準星と比較される

- 決められるパラメーター

- ① zeropoint: 地球大気上で色なしの星に 1count/s に対応する等級
- ② color equation: CCD の測光システムと古い測光システムを関係づける
- ③ extinction: unit airmass あたりの大気吸収

$$m = -2.5 \log (\text{counts/s}) - \alpha \times (\text{airmas}) + \beta \times (\text{color}) + ZP$$

- 長時間露光で airmass が $X_0 \rightarrow X_1$ で変化

$$\bar{X} = \frac{X_0 + 4X_{1/2} + X_1}{6} + O(e)$$

- coloeer 補正はトリッキー

⇐ 色が異なると同じ airmass の二つの星でも異なる減光を受ける

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- 9.8 Polarimetry
- 9.9 Signal-to-noise calculations

9.7 分光での較正

- もっとも厳しい要求がある
- 分光するために回折格子を用いることが多い
- 右図は典型的なスペクトルイメージと cross-dispersed echelle spectrum

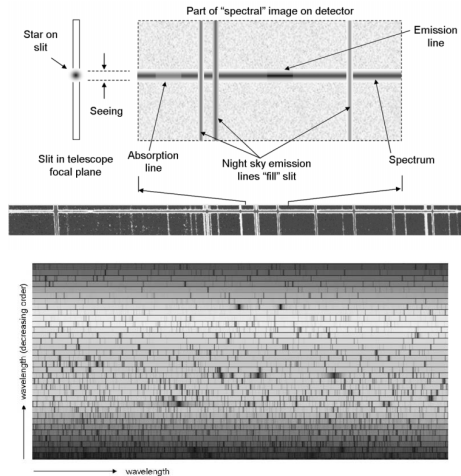


Fig 8: Mclean 教科書より

9.7 分光での較正

- 撮像と同じように行われる部分
 - flat field が干渉の影響を取り除くために必要
 - bias frame は flat field に先んじる
 - 分光ではシグナルが弱く、露光も長いので暗電流が深刻になる
⇒ 多くの暗電流 frame が平均され、object frame から差し引かれる
- flat-fielded spectra は sky を差し引かなければいけない
⇒ source flux を含むスペクトルの row すべてと sky spectra を含む row すべてを折り込むか足し合わせる
⇒ sky の row の方が多いだろうということを確認したうえで flat 補正をして足し合わせたスペクトルのペアを差し引く
- pixel と波長の関係を決める (多くの輝線を含む arc lamp、赤外では OH の夜光輝線も便利)
- 大気減光の補正は観測されたスペクトルと flux standard のスペクトルの比を取ることで行う
⇒ 遠くなくダストの影響が少ない A0 V 型星、白色矮星のような featureless スペクトルを持つものが分光標準星として使われる

9.7 分光での較正

- key step のまとめは以下の通り

- ① 分光の方向を確認
- ② dead pixel, column を上書きし、そこが本物のデータでないことを忘れないように位置を把握しておく
- ③ flat-field を足し合わせ、1 に規格化する。flat-field は分光スリットを広く開いて取られる、このとき quartz lamp で照らしたスクリーンを見ると orders がかなり overlap し CCD に様な明るさを与える
- ④ 観測した星のスペクトルを flat-field で割る
- ⑤ IRAF が CCD に渡っての order の位置を決めるように要求してくる。これによってどこでスペクトルを探すべきかわかる
- ⑥ 星のスペクトルに相当する部分を抽出する。normal slit 幅を使った arc lamp と quartz lamp 照射についても同様にする
- ⑦ normal slit と quartz lamp で得た white-light spectrum で flat-fielded stellar spectrum を割る。これは干渉フリンジを取り除くため
- ⑧ arc lamp の輝線を同定することで、波長較正を行う。最もよく使われるのは thorium-argon lamp

9.7 分光で用いる CCD の使用法

- on-chip binning
 - スリットの長さ方向に広がっているスペクトルが 1 つの pixel にまとめられる
 - これによる readout noise はこれまでとほとんど変わらない
 - SN 比での利得がある
 - 多くの電荷を足し合わせすぎることによって CCD がサチらないように注意

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- **9.8 Polarimetry**
- 9.9 Signal-to-noise calculations

9.8 Polarimetry での較正

- flat field
 - 偏光波長板の異なる位置に対応する flat-field のセットが必要
 - ビーム中で素子が回転するため、一つの波長板方向では dust spot や他の artifact が補正できない
- flat 補正後には pixel のわずかな割合に対しても注意深く記録される
- Q/I , U/I の測定には 4 つの波長板回転でのカウントの違いを測定する
 $Q/I = p \cos 2\Theta$, $U/I = p \sin 2\Theta$ (I :total intensity, p :直線偏光の割合, Θ :偏光方向)
- 測定効率や scale factor の確認のために偏光状態の知れた天体を観測
- 偏光していない光源を観測することで装置偏光を測定
⇒ この分の Q , U については p , Θ を求める前に差し引いておく
- 詳細は Tinbergen (1996)

Contents

- 9.4 Fringes and sky emission
- 9.5 Linearity
- 9.6 Photometry
- 9.7 Spectroscopy
- 9.8 Polarimetry
- 9.9 Signal-to-noise calculations

9.9 CCD での S/N 計算

- どれだけ綿密に CCD の振る舞いをモデル化したいと思っているかによって複雑さが変わる
- CCD が完璧で、最小の読み出しノイズ以外のノイズ源ない
⇒ このときの FINAL FRAME は

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

- 分母の値については全体の平均かメディアンに等しい一定値でそれぞれの pixel を割り規格する
- 赤外では明るい夜空をのブランクをいろいろな場所で撮ったものを flat-frame として使う (FLAT FRAME → SKY FRAME)

9.9 CCD での S/N 計算

- 以下のようなノイズを仮定する
 - ① 読み出しノイズ: R electrons
 - ② 天体からのシグナル S のフォトンノイズ (ポアソンノイズ)
 - ③ 背景からのシグナル B のフォトンノイズ (ポアソンノイズ)
 - ④ 暗電流シグナル D の shot ノイズ
- S , B , D は electron/sec、data numbers (DNs) に transfer factor g electrons/DN をかけて求める
- D についてもポアソン分布を仮定
- もともとの光子の到達率を知るには S , B を量子効率 η で割る ($S = \eta N_S$)

9.9 CCD での S/N 計算

- random noise に対しては二乗和になる
- SKY/FLAT と DARK にもノイズがあることに注意
- 各 frame の枚数は異なるが、それぞれの画像に対して同じ露光時間 t を仮定
- OBJECT FRAME n_O 枚、SKY BACKGROUND or FLAT FRAME n_B 枚、DARK FRAME n_D 枚
 - $T = tn_O$: OBJECT FRAME を重ねた合計の積分時間
 - f : pixel ごとの背景シグナルに対する source シグナルの割合
 - $\varepsilon_B = n_O/n_B$
 - $\varepsilon_D = n_O/n_D$

9.9 CCD での S/N 計算

- source を覆う n pixel 分に対して合計の S/N は

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

- S : n pixel の合計のシグナル
- u_r : n pixel にわたる flat-field での失敗による除去できないエラーの平均値
- この式の導出は McChaughrean(1988)

9.9 前ページの分母の解釈

- 一項目: 残った不均一性
- 二項目: source signal 自身からのポアソンノイズ
- $\sum$ の中
 - 一項目: raw source frame での背景、暗電流のポアソンノイズの二乗と読み出しノイズ
 - 二項目: 暗電流と読み出しノイズのみ $\Rightarrow$ dark frame を object frame から引くことによる
 - 三項目: SKY/FLAT 補正の結果
 - 四項目: SKY/FLAT から暗電流を差し引いたことによる
 - $(1 + f)^2$: object frame を flat frame で割って flat-field の平均値で規格化することによる

9.9 広がった天体に対する考察

- 天体をカバーする pixel 数

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

- θ_{FWHM} : 天体の seeing disk の直径 arcsec
- θ_{pix} : pixel の一辺 arcsec
- 少ない pixel に対しては背景は一定として $\sum B_i = n_{\text{pix}} B$
- 天体が seeing disk より大きければ、surface brightness (mag/square arcsec) として扱うと良い

9.9 理想的なケース

- ε_B と ε_D が十分小さく、 u_r が無視できる状態の時

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

- これは観測時間や限界等級を考えるのによく使われる”CCD equation”

9.9 単純化された場合

- Background-limited or sky-limited case ($B \gg$ others)

$$S/N = \frac{S\sqrt{T}}{\sqrt{n_{\text{pix}}B}} \propto D_{\text{tel}} \text{ or } \propto \sqrt{\eta}$$

- Detector noise-limited ($R^2/t \gg$ others)

$$S/N = \frac{S\sqrt{T}}{\sqrt{n_{\text{pix}} \left(\frac{R^2}{t} \right)}} = \frac{St}{R} \sqrt{\frac{n_o}{n_{\text{pix}}}} \propto \eta \text{ or } A$$

A : (*telescope collecting area*)

9.9 高い S/N を得るためには...

- ここまでの議論から...

- ① 十分に正確な calibration frames を得る
- ② 読出しノイズと暗電流ノイズはできるだけ小さく
- ③ on-chip integration time (t) はできるだけ長く
- ④ 量子効率と telescope area はできるだけ大きく

9.9 システム効率を考えて...

- 望遠鏡で集められるパワー (大気下で等級 m のもの)

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

- $\tau = \tau_{\text{tel}}\tau_{\text{optics}}\tau_{\text{filter}}$: システム効率
- A_{tel} : area (cm^2)
- $\Delta\lambda$: wavelength interval (μm)
- $F_{\lambda}(0)$: 0 等級標準星の大気上でのフラックス ($\text{Wcm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$)
- この式での過程
 - filter が box-car profile である
 - 光源のスペクトルが標準星で scale できる
- より正確には profile を波長の関数として積分し合計のパワーを求める

9.9 装置全体の効率

- photoelectron detection rate

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

- g electron/DN も用いて、等級原点

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

- $m_{\text{zp}} = m_0 + m_{\text{true}}(?)$ で標準星からわかる (m_0 はエアマス 0 での概算値)
- よってシステム効率は

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

9.9 背景光について

- 色々な寄与 (望遠鏡からの熱放射も含む) があるが、単純には

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

$$\propto A_{\text{tel}}\theta_{\text{pix}}^2$$

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

- 望遠鏡の口径には寄らず、F 比のみによる

9.9 限界等級

- Background-limited or sky-limited で S/N の式を S について解いて、 g で割って instrumental magnitude の式に代入

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

- ここで $S/N = 1$ が限界に対応 (と考えることもある?)