

撮像測光解析

観測から得たデータから天文学に繋げるには、他の観測結果や理論と比較可能な量を求めなければならない。

まずは光赤外の撮像データ解析のおおよその流れを概観する。

八木雅文

撮像観測

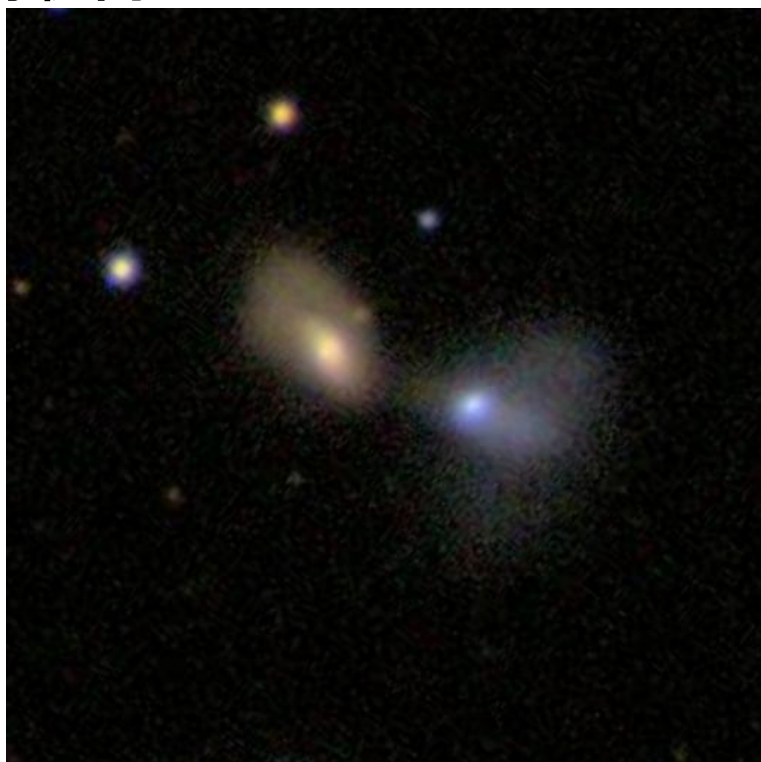
絵を撮る観測。

ある決められた**時刻**の間に、
ある**波長範囲**(=エネルギー範囲)の光子が、
天球上のある**位置**の範囲から、
単位時間にどれだけの数来ているか
を計測し、
光の**強度** の 天球上での分布
として見ること。

分光観測との違いは、「波長範囲の切り方」と
「天球上での分布」とどちらのパラメータを
優先的に考えるかの違い。

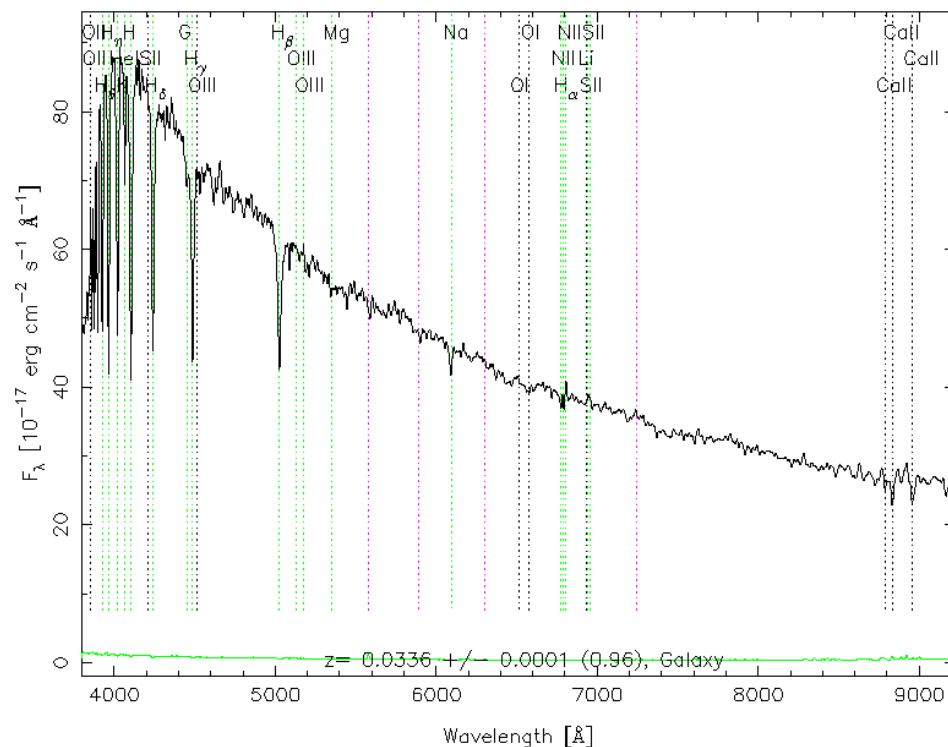
撮像と分光

SDSS の例。
撮像



分光

RA=243.37578, DEC=51.05988, MJD=52051, Plate= 623, Fiber=207



縦横は天球上の位置
各ピクセルに強度

横軸は波長、縦軸は強度

撮像観測

- 時刻

可視だとシャッターで制御。

赤外だと読み出しタイミングで制御。

- 波長範囲 (= エネルギー範囲)

光学フィルターを使う。大気や光学系も影響。

- 天球上の位置

望遠鏡の視野でまず区切る。

その上でCCDや赤外アレイの画素(ピクセル)が天のある一部だけを見ているようにする。

- 単位時間にどれだけの数の光子

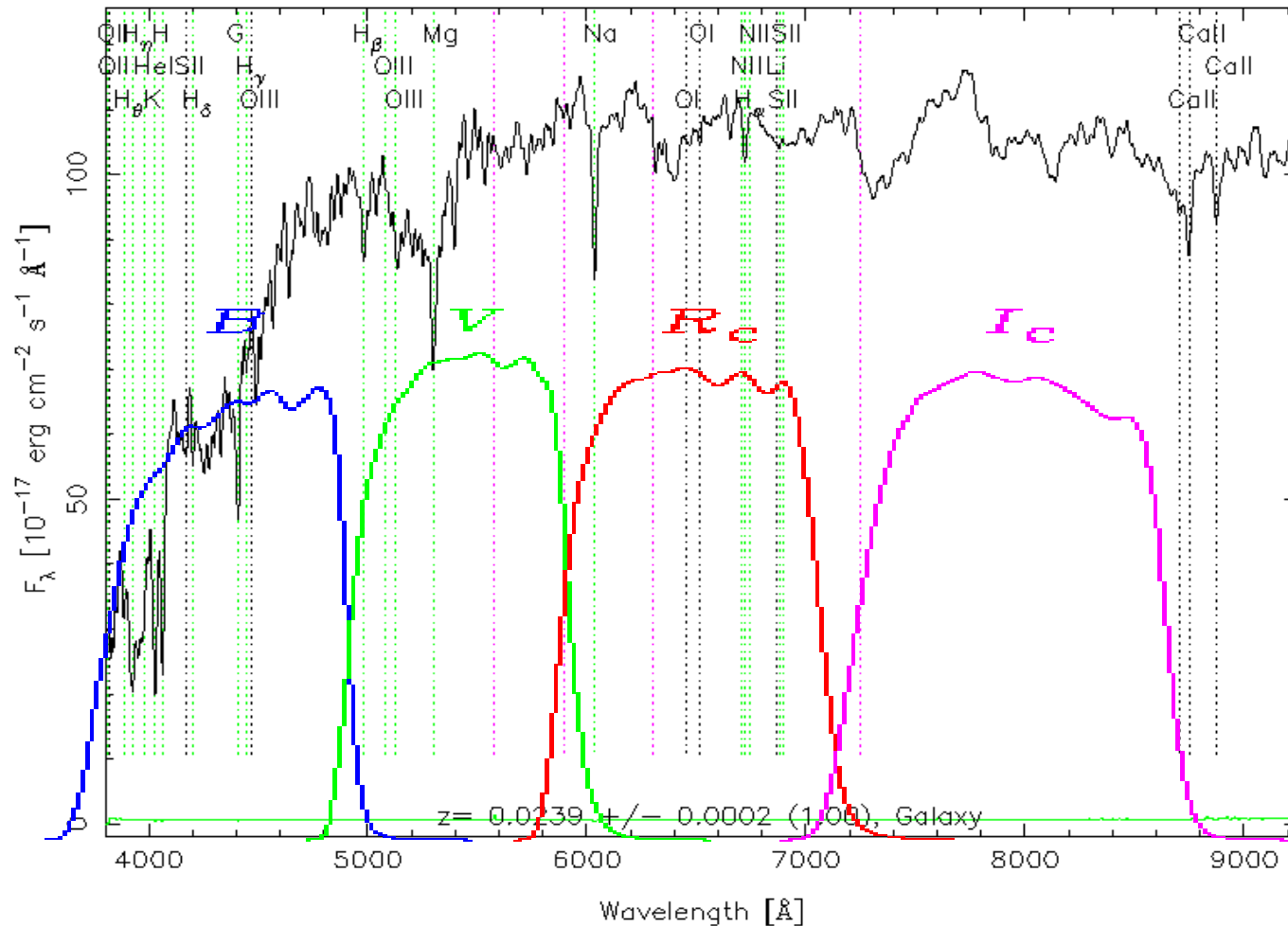
光子を光電効果で電荷に変え、

一定時間貯めた後、電圧に変換して計測する。

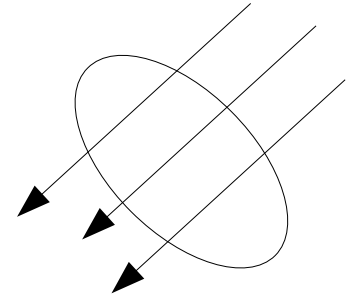
フィルター

撮像観測の場合、ある波長域の光だけを通すフィルターを通して観測を行うのが普通である。

RA=194.89878, DEC=27.95927, MJD=53823, Plate=2240, Fiber=585



Flux



Flux (正しくはFlux密度)とは
(ある天体・領域から)観測者の側の
単位面積を、単位時間にどれだけの光が
通過するかという「流量」である。

Fluxを測る単位として[erg/sec/cm²]
あるいは、これを単位波長当たりで測った
[erg/sec/cm²/Å]や
単位周波数当たりで測った
[erg/sec/cm²/Hz]が用いられる。

Fluxと等級

光赤外分野で天体の明るさの指標として用いられる「等級」は、歴史的には人の目で見た明るさを元に決められたものだが、現在はFluxの常用対数を -2.5 倍したものに定数を加えた値が用いられる。加える定数として以下の2種がよく用いられる。

Vega: こと座のVegaのみかけ等級が0等となるように定数を加える(はずだったがその後の補正でVegaは $+0.03$ 等)

AB: 単位周波数当たりのFlux F_ν から

$$AB = -2.5 \log_{10} F_\nu [erg/cm^2/s/Hz] - 48.6$$

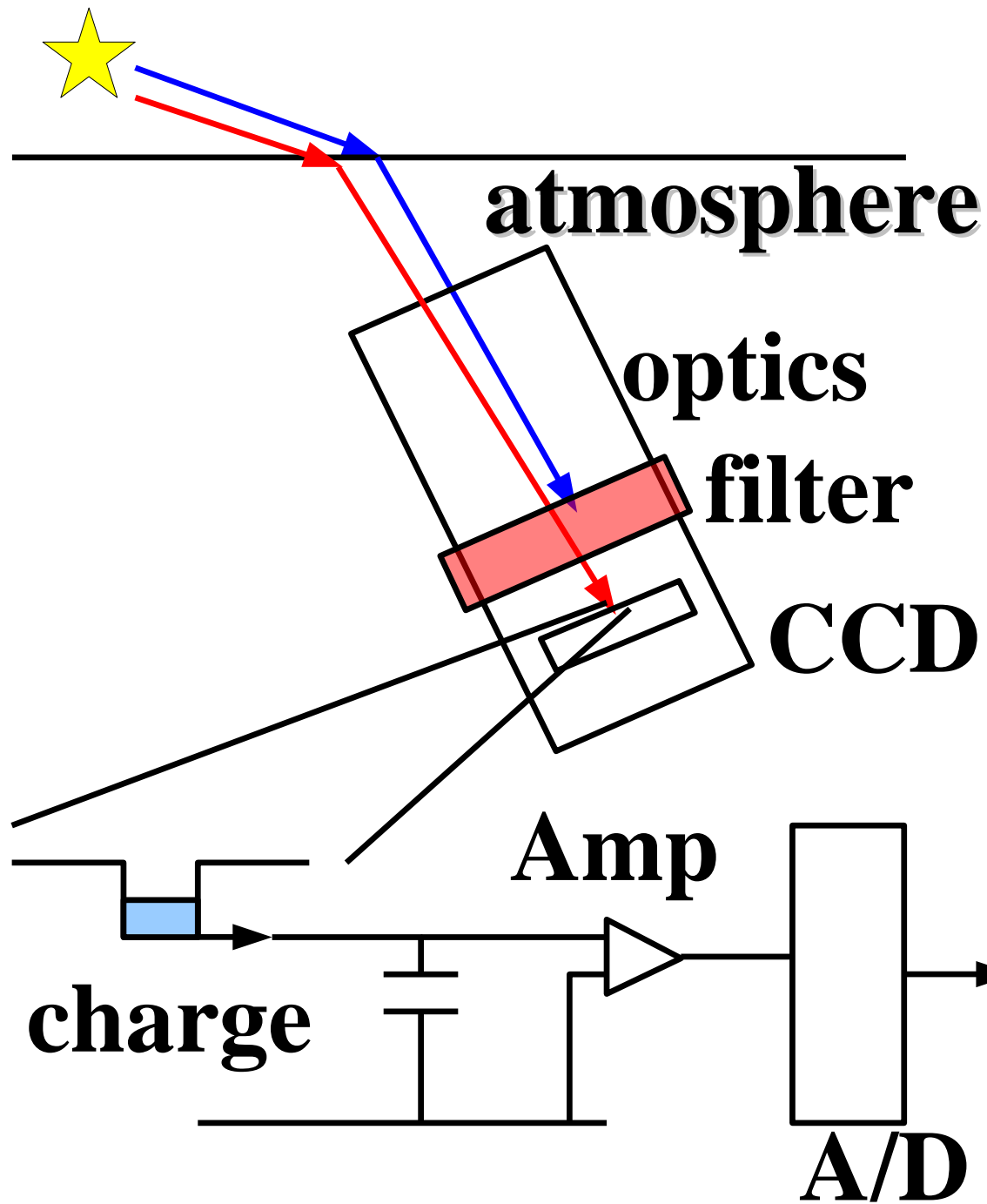
※この2つはV-bandで一致するが赤外では数等異なる。要注意。

光子と検出器出力

光子の数が検出器出力になるまでには

- 0) 天体で光子が生まれる
 - 1) 空などの背景光の光子が混じる
 - 2) 大気や光学系、フィルターなどを透過する
 - 3) 検出器中で一定確率で電荷に化ける
 - 4) 一定時間溜め続ける
 - 5) その間、暗電流の電荷が加わる
 - 6) 電荷を電圧に変換して読み出される
 - 7) 読み出す際にゲタが加わる
- という変換が入る。式で書くとこうなる。

$$data = \frac{((object + sky) \times flat \times t_{obs} + dark \times t_{dark})}{gain} + bias$$



おおまかな
モデル

データ整約・解析

一般的な撮像データ整約の主な部分は、
検出器から出てきたデータを元に
「Fluxの天球上の分布」に焼きなおす操作。

$$data = \frac{((object + sky) \times flat \times t_{obs} + dark \times t_{dark})}{gain} + bias$$

なので、

$$object = \frac{((data - bias) \times gain - dark \times t_{dark})}{(flat \times t_{obs})} - sky$$

この操作で、できる限り「誤差」を増やさず、
“object” の値を求めようと努力するのが
撮像データの解析である。

情報源

さて
$$object = \frac{((data - bias) \times gain - dark \times t_{dark})}{(flat \times t_{obs})} - sky$$

右辺のうち、明らかなのは”data”と、
時刻関連の t_{dark} , t_{obs}

他の情報はどうやって求めるか？

⇒ bias, sky: 撮ったデータ自身から求める
(bias), dark, flat: 校正用の別のデータを取っておく
gain, (flat): 標準星で校正

較正用データ

目的天体以外に何種類かのデータを補正用に取っておく。可視近赤外撮像の場合は例えば以下。

BIAS: 0秒露出。CCDをクリアして直後に読み出す。

DARK: シャッターを開かず暗電流だけを貯める。

FLAT: ドーム内のスクリーンを撮る

:あるいは夕暮れや夜明けの明るい空を撮る

STANDARD_STAR: 等級が分かっている天体を撮る

アーカイブデータを解析するときも、目的天体だけでなく、これらのデータも必要になる。

データ整約・解析

$$object = \frac{((data - bias) \times gain - dark \times t_{dark})}{(flat \times t_{obs})} - sky$$

$$object = \alpha \left(\frac{((data - bias) - dark' \times t_{dark})}{flat'} - sky' \right)$$

較正用データなどを使いつつ、検出器出力を光子の数に戻すには、実用上は

- 1) ゲタ(bias)を引く
- 2) 暗電流(dark)の効果を引く
- 3) ピクセル間の相対感度を補正する(flat)
- 4) スカイを引く
- 5) カウントをFlux(光子の数)に直すとなる。

注意

「本当に欲しい情報は何か？」
を見失うな！

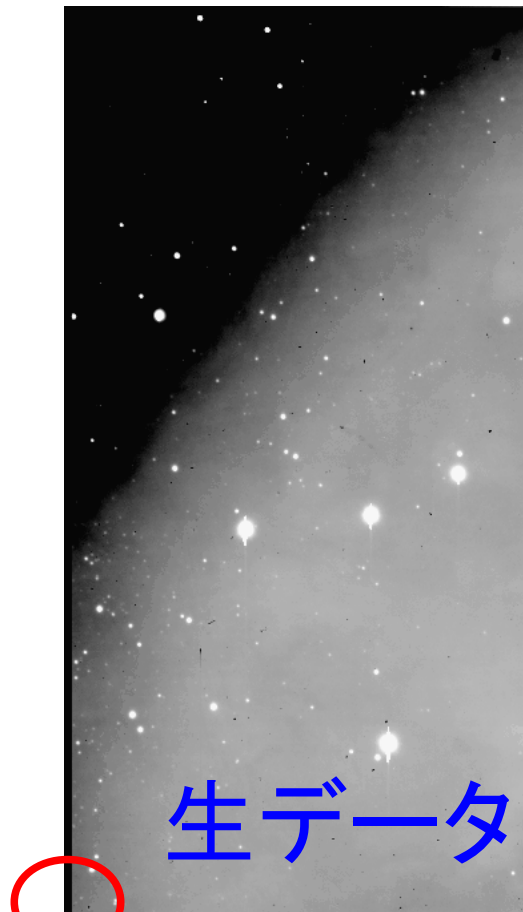
データ整約では全ての情報の誤差を増やさず
進めるのは難しい。

欲しい情報は位置？色？形状？絶対Flux？
その情報の誤差を増やさない手法をとること。

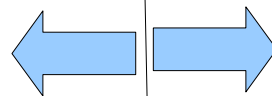
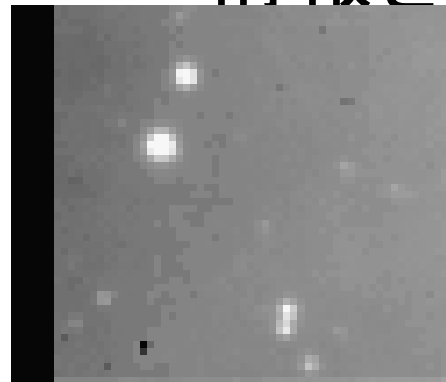
Bias と overscan

Suprime-Cam 旧チップの1例。良く見ると
このチップの場合は左側に
暗い領域が見える。
ここがoverscan領域。

データ取得時のバイアスの
情報を与える。



生データ

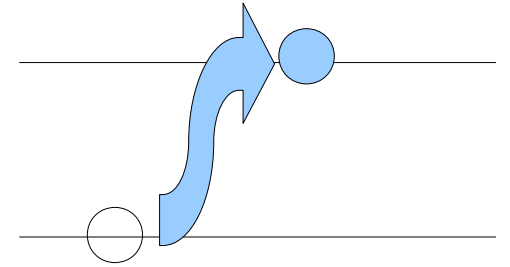


overscan

こちらは夜空のデータ

Dark

熱による揺らぎで湧いて出る電荷。
パターンをお見せしたいのだが、
Suprime-Cam ではほとんど湧かない。



Suprime-Cam の場合は、dark 引きを行わない。
これは、

画像の引き算をすると、それで誤差が増えるから
あまり効果のない引き算はしない
という思想である。

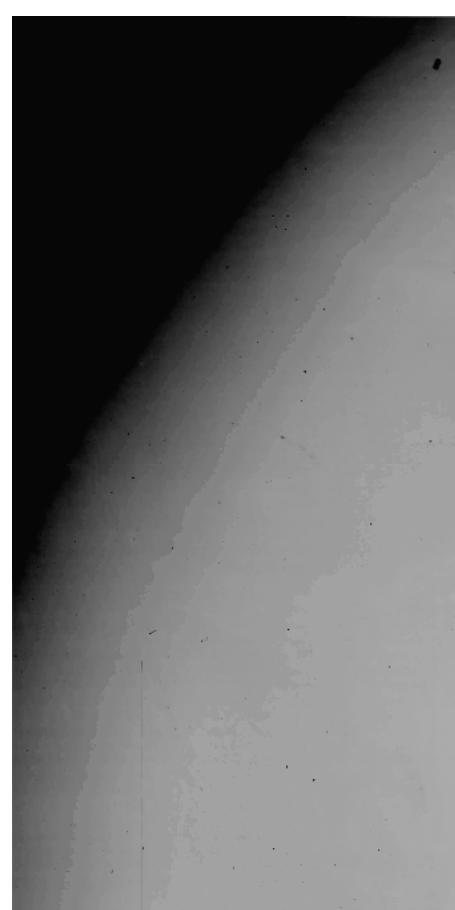
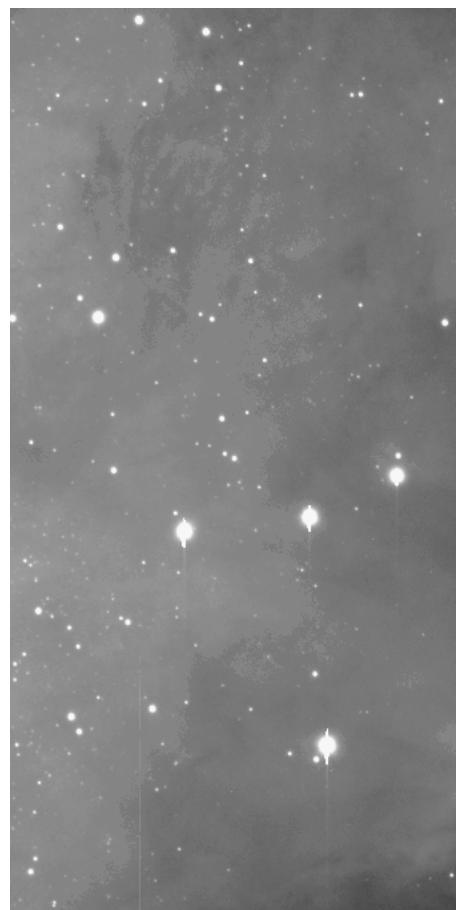
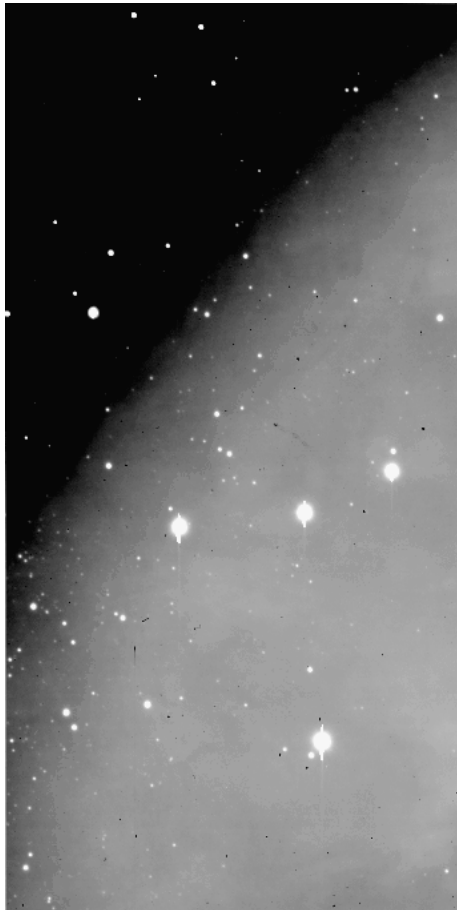
Flat

光学系やCCDの感度ムラなどを補正する。

補正前

補正後

使ったパターン



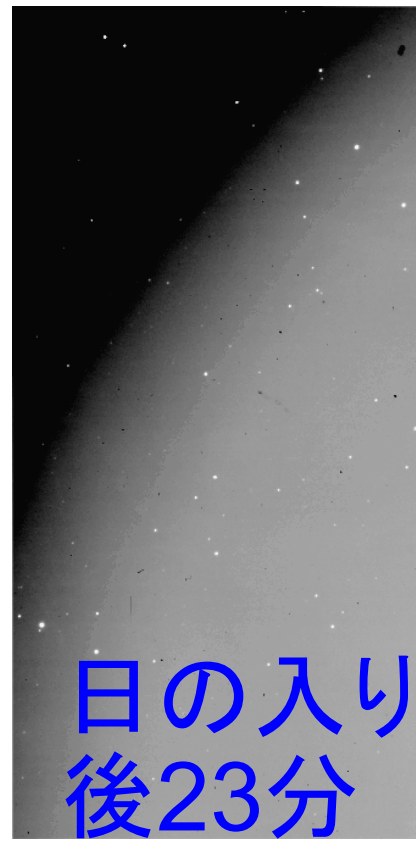
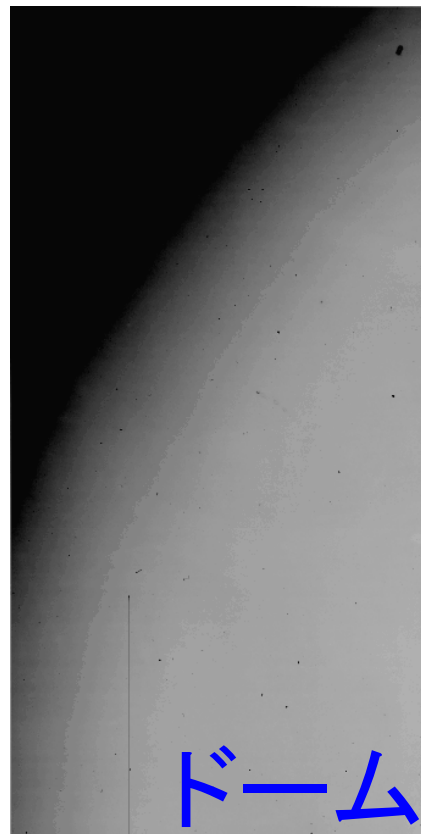
Dome, Twilight

Flat を作る元は基本的には3種。

1)ドーム内のスクリーンを撮る(Dome flat)

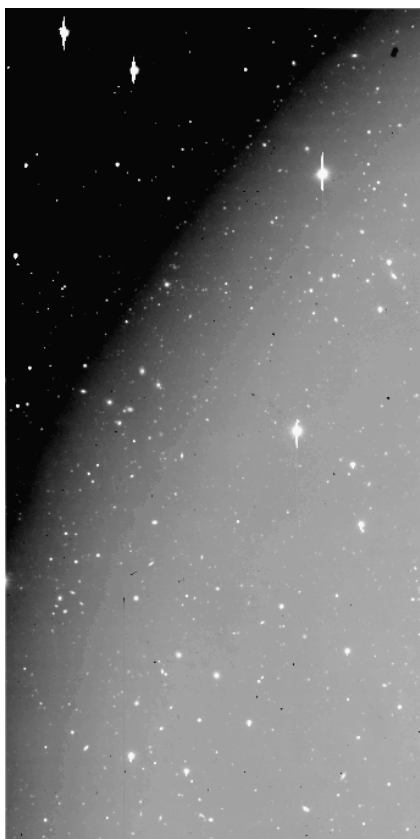
2)夕暮れや夜明けの明るい空を撮る(Twilight flat)

以下、例。



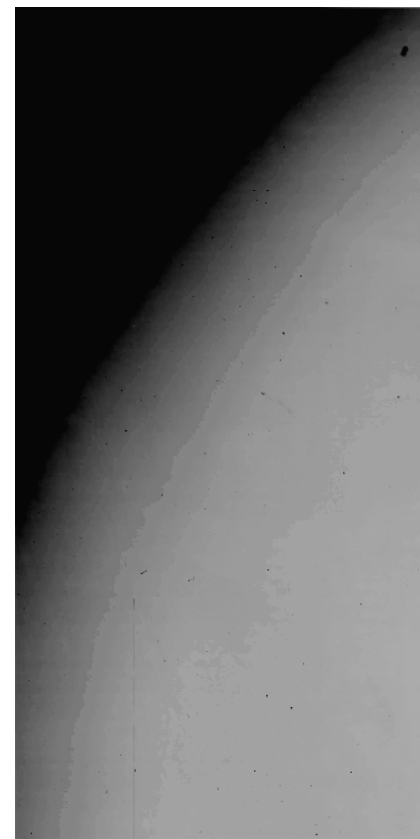
Flat

- 3) 目標天体など夜空を撮ったものを多数使う
(Object flat)



左のようなデータを
33枚使って、
作った結果が右の
パターン。

沢山使えば天体は
十分消せる。



Flat の不定性

Flat 画像で割ることで、CCDの中の感度差は補正することができる。しかし、

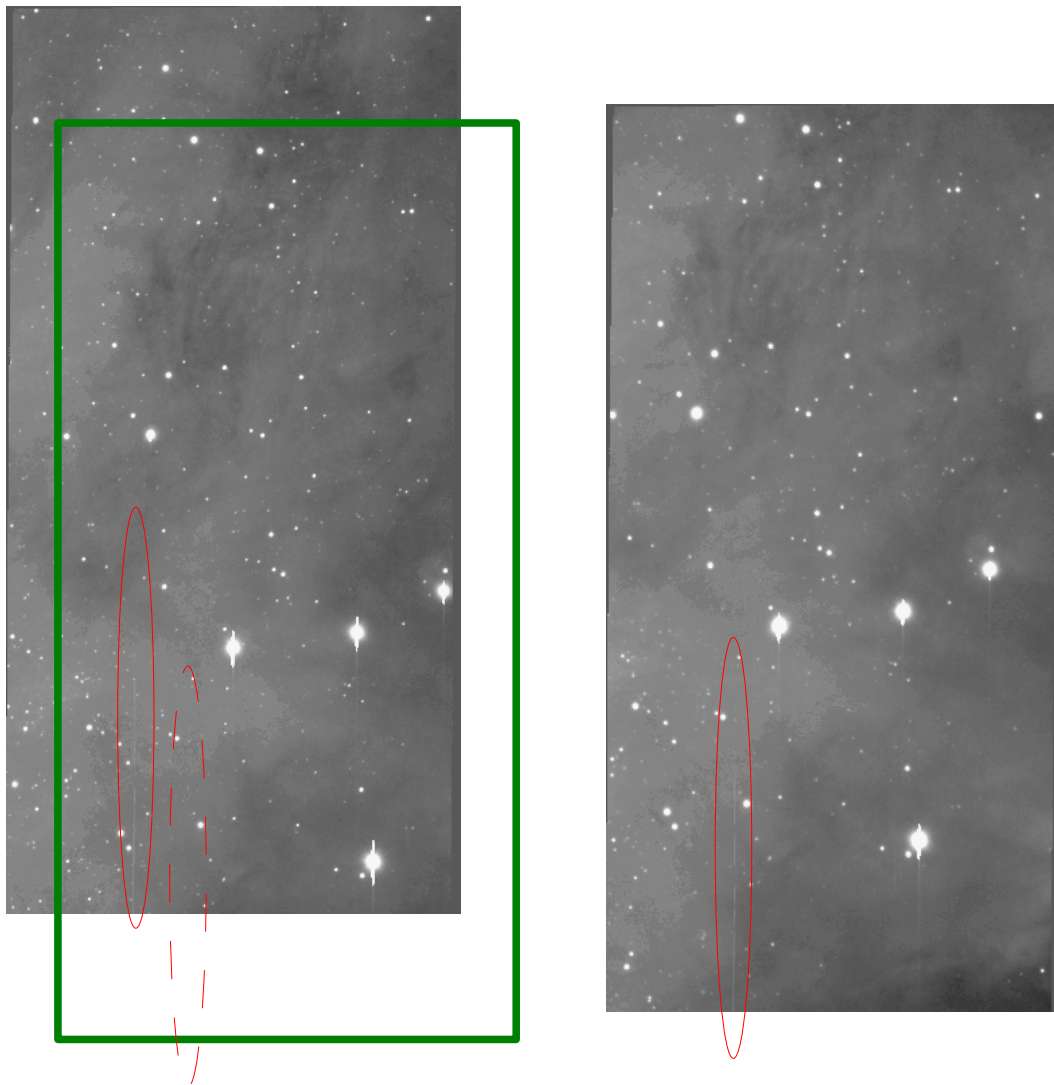
$$object = \frac{((data - bias) \times gain - dark \times t_{dark})}{(flat \times t_{obs})} - sky$$

ここで最終的に欲しい
「光子はいくつ来てたのか？」への変換係数は
この時点ではわからない。

物理的な光度が予めわかっている天体と比較して、
CCDの出力1カウントがFlux何 $\text{erg/s/cm}^2/\text{\AA}$
に相当するかを求める必要がある。
これが測光較正。後述。

ディザリング

同じ視野を少しずつずらして撮る。



- ・検出器に問題がある箇所を避ける。
- ・チップ間の隙間を埋める
- ・flat 作る際に、同じ位置に天体がいるととても困る。

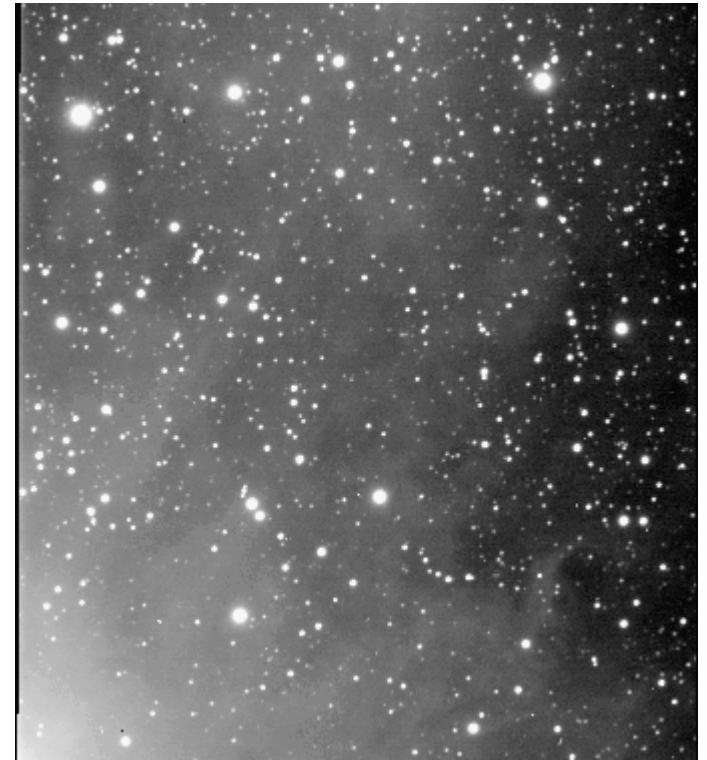
スカイ引き

どれだけ背景光が混じっているかは、データから推定するのだが、問題は「どのサイズの天体を調べるか」である。左の絵から背景を引き右の絵にするのが適切な場合もある。



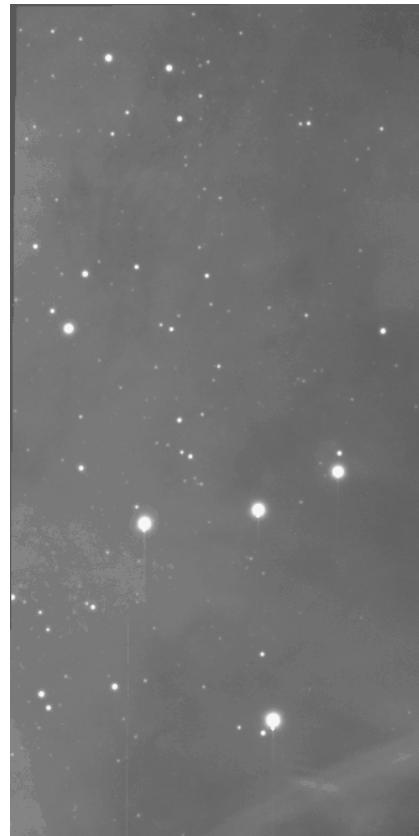
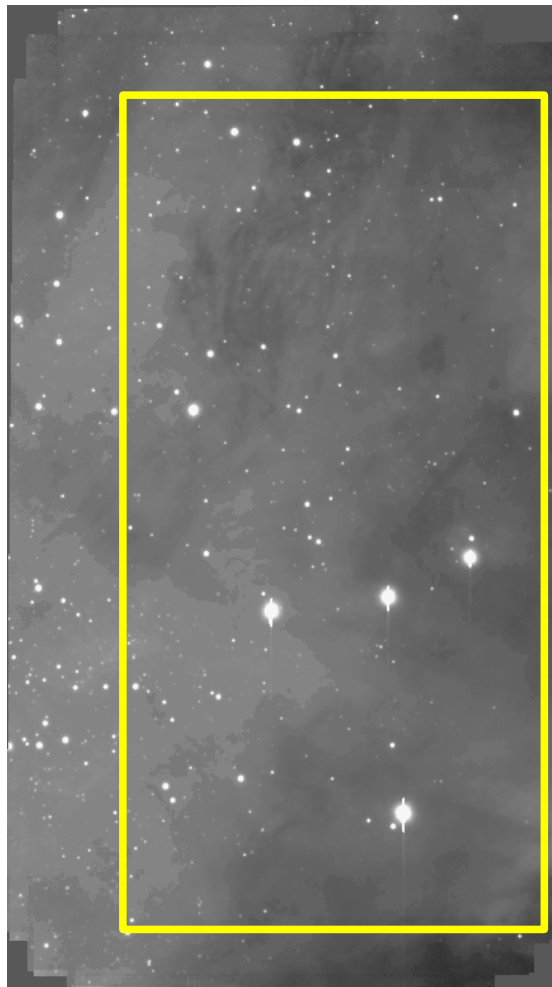
スカイ引き

この手の絵を作りたいなら不適切。

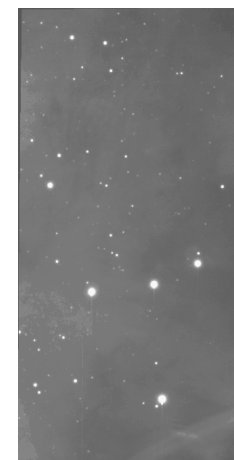
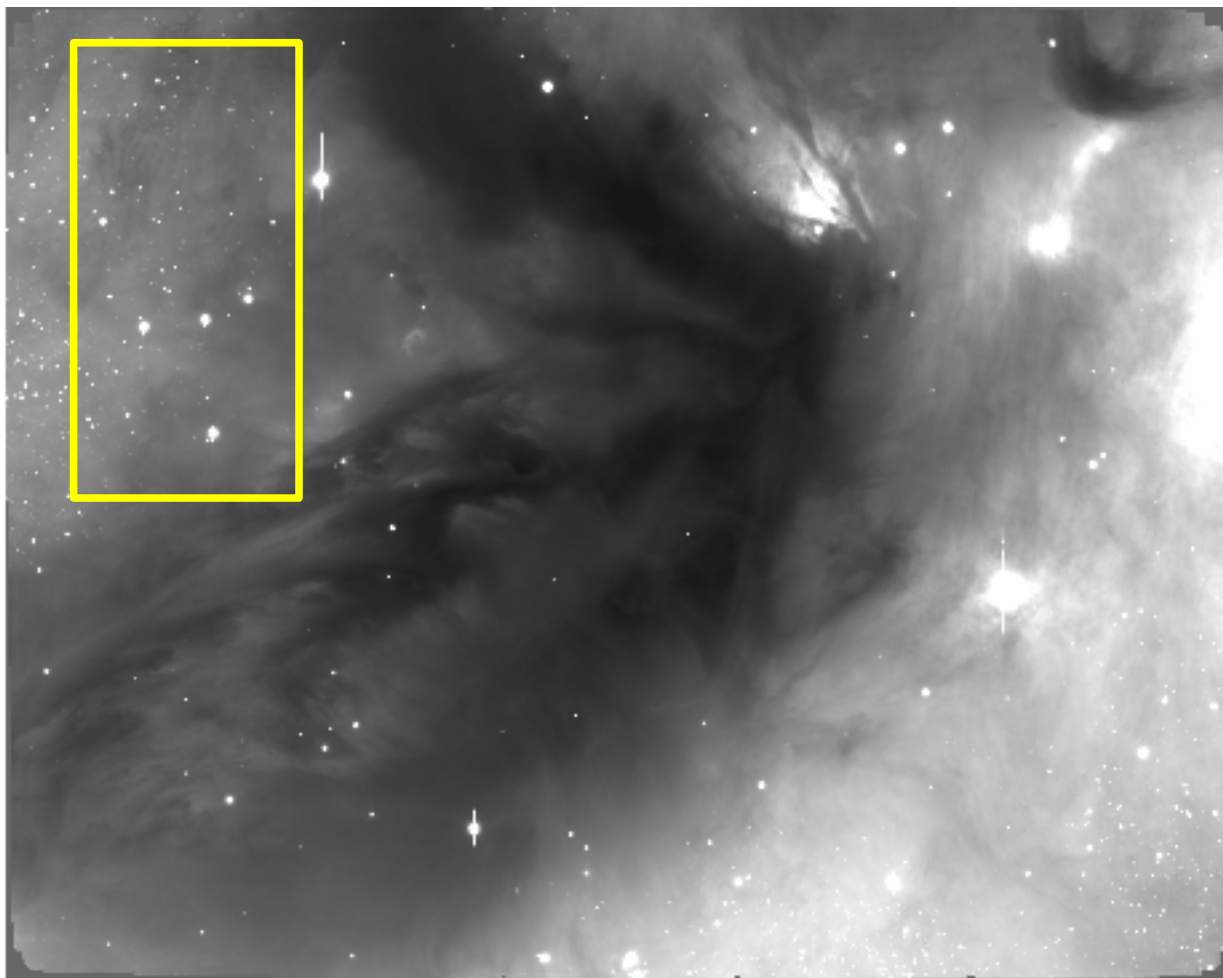


重ね合わせ

ディザして撮ったデータの位置とFluxスケールをあわせて足し合わせる。左が足し合わせた結果。

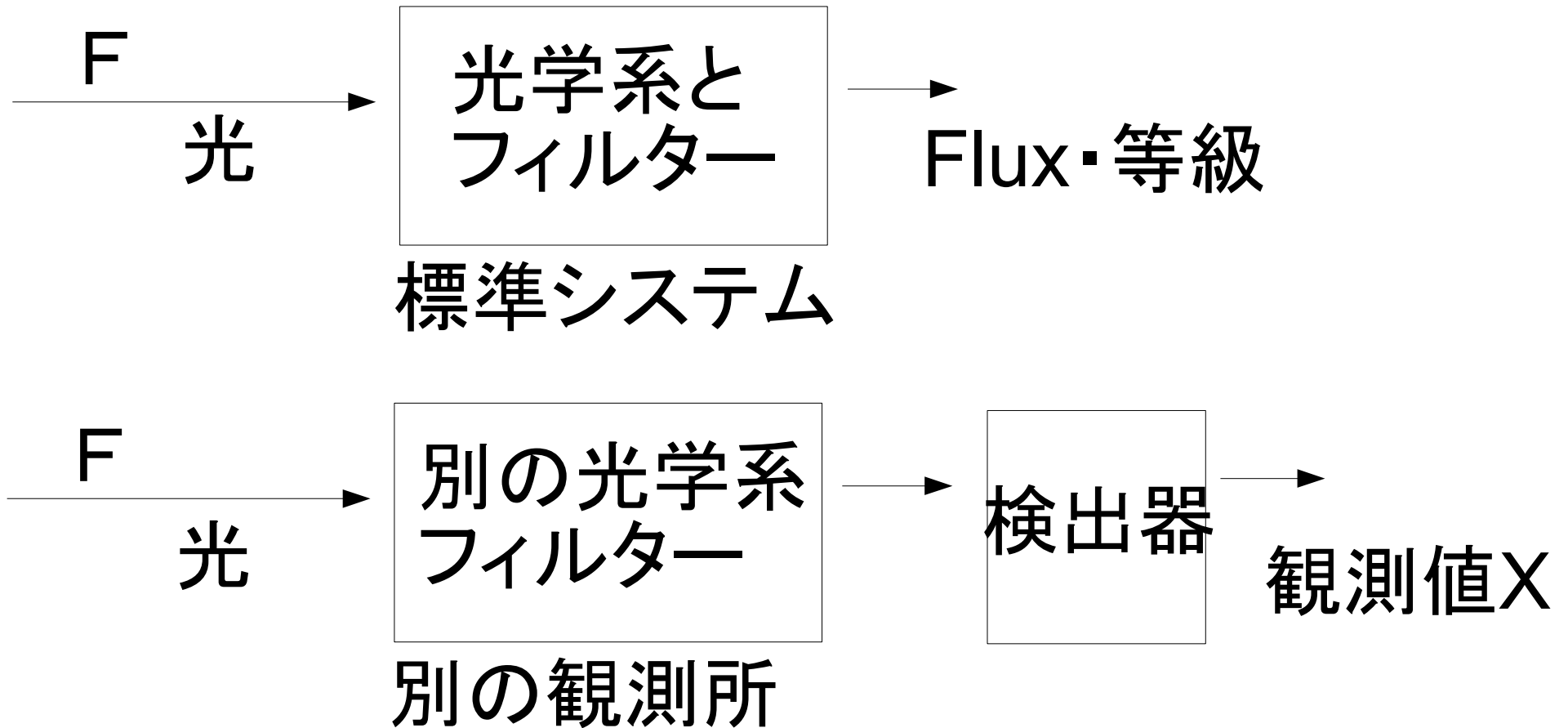


重ね合わせ



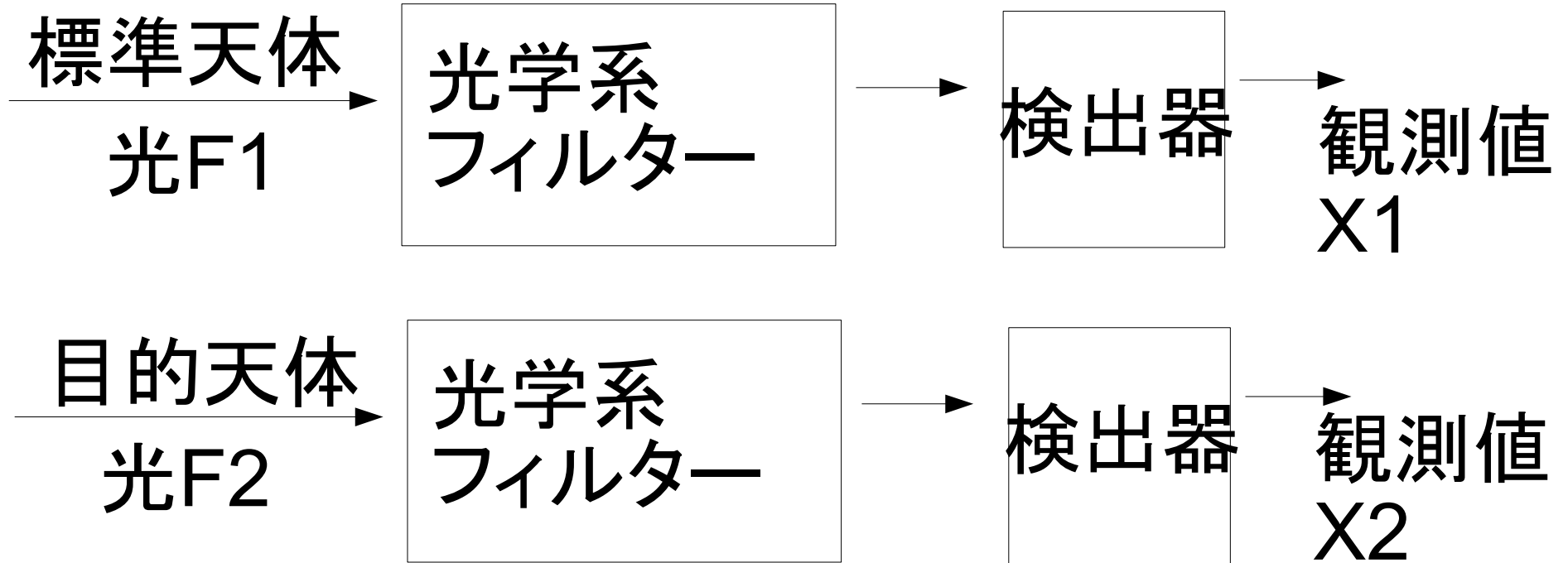
測光

最終的に標準システムでのfluxや等級を求めたい。



観測値Xから標準システムの
Fluxや等級に変換したい

測光



入力(光の強さ)と出力(観測値)の関係、
例えば入力と出力が比例する(線形)、
と分かっているならば、標準天体と目的天体の
観測値から、元の光の相対関係がわかる。
以下線形を仮定する。

実際には・・・

ズレを生じさせる(主な)要因

- ・大気による吸収・散乱(大気減光)
- ・フィルターの透過特性の違い

⇒この補正をどうするか？

観測前に良く計画を考えた上で、
後で必要となるであろう較正用データを、
観測中に取得しておく。

大気の影響

大気は光を吸収・散乱で減光し、自分でも光る。

大気が光る分は、空間的な構造を見て天体のない領域の観測値を用いて補正できる。吸収・散乱による減光は特に短い波長域で影響が大きく、また大気の厚みによって変わる。

Flux は厚みの指数で変化するので、

$$F_{obs} = F_0 \exp(-k x)$$

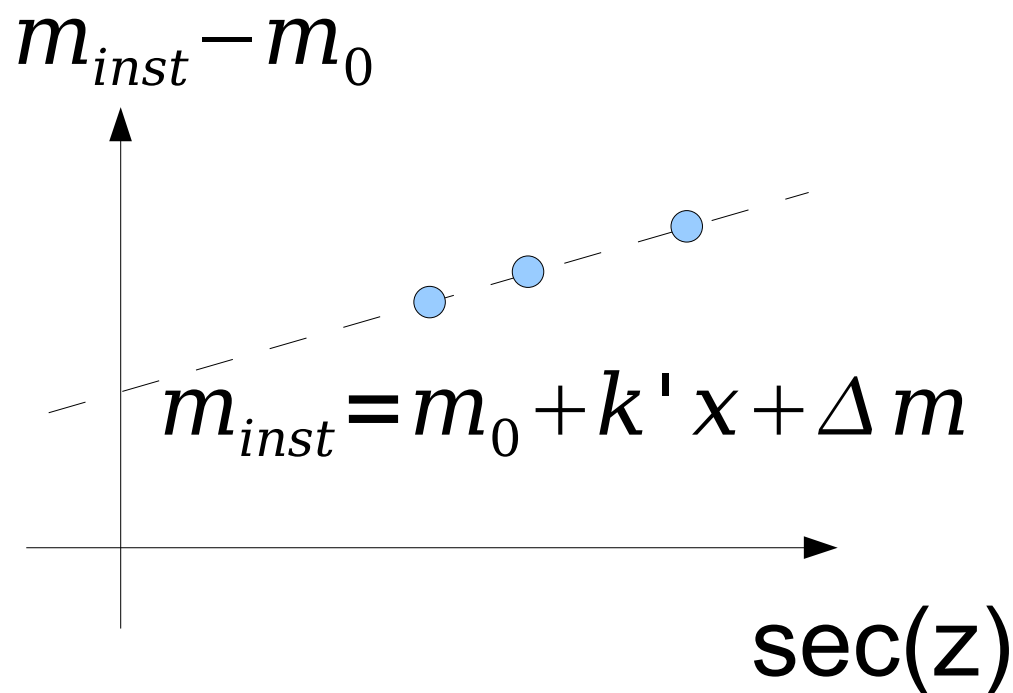
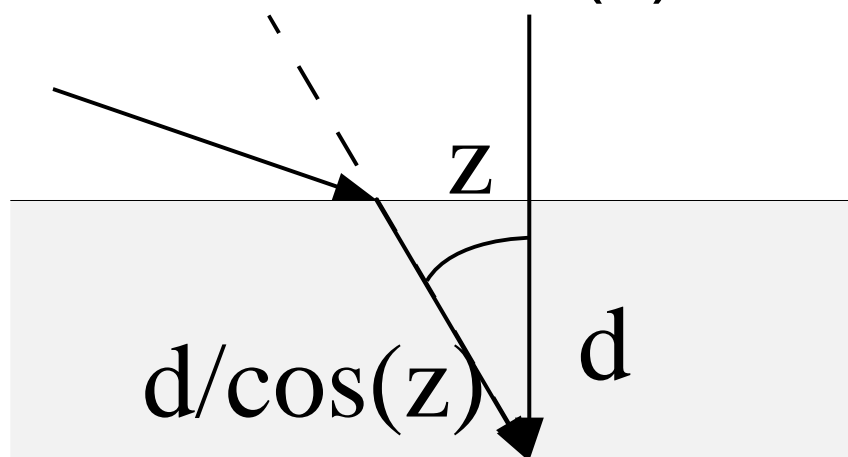
観測値を等級に変換した値(機器等級)は、大気の厚みに対して線形に変化する。

$$m_{inst} = m_0 + k' x + \Delta m$$

この係数 k' と Δm が知りたい。

大気減光補正

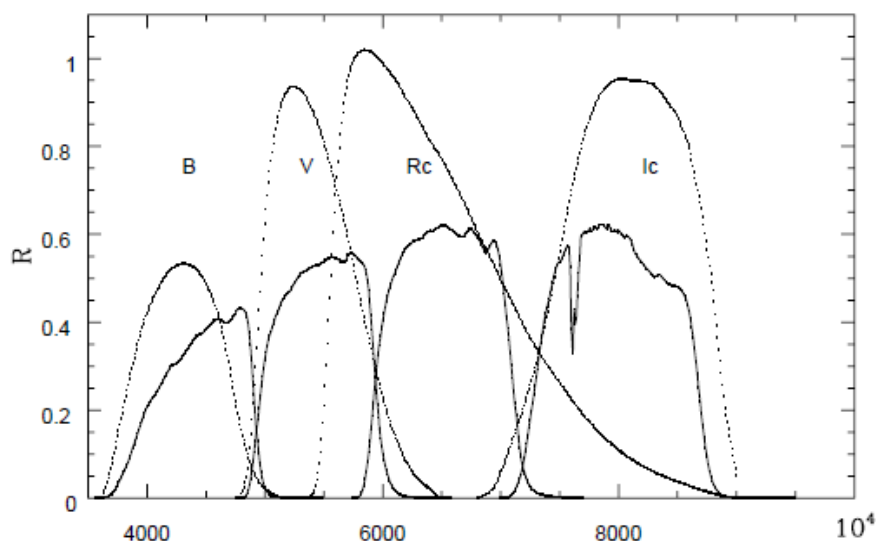
大気の厚みは観測している高度によって変化する。
この厚み(エアマス)は、天頂からの角度を z として
近似的に $1/\cos(z)=\sec(z)$ で表される。



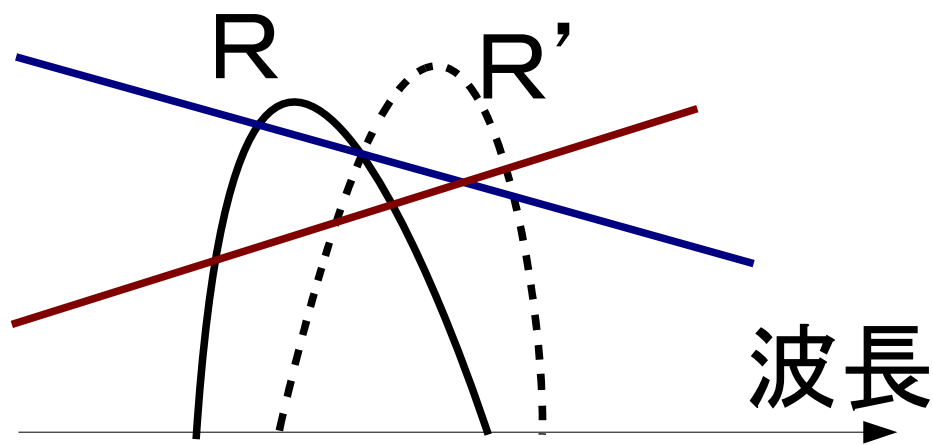
異なった高度で
標準天体を観測すれば
係数 k' , Δm を求められる。

フィルターの違い

異なった波長特性のフィルターで観測したデータはそれだけでは標準システムに変換する事は不可能。



標準システムと
Suprime-Cam
特にB, Rcの違いが
激しい



長波長側に寄ったR'
赤い天体はR'ではRより
fluxが多くなり、
青い天体ではRより
fluxが少なくなる。

色補正

観測しているフィルターの波長域で、
天体のスペクトルが大きく変化しないと仮定すれば、
これを天体の色で補間できる、と仮定できる。
例えばR'を求めるのに (V-R) の色を使って

$$R' = R + b(V - R)$$

として、係数bを観測結果のフィットや
モデル計算から求める事が
よく行われる。

このためには様々な色の
標準天体の観測が必要。

但し、これは近似であり
実際には常に式のように
線形になるとは限らない

