

地上からの光赤外線観測

今回の実習で解析するような、
すばる望遠鏡で観測されたデータから
どのような情報を得ようとしているのか
概説する。

国立天文台
八木雅文

まとめ

データ解析では細かいことまで考えると確認しなければならないことや、注意しなければならないことが様々ある。

解析して、どういう物理量を求めたいのか

その物理量をどの程度の精度で求めたいのか

ということを念頭におき、限られた時間内で

この手順をスキップしていいか？

この誤差は補正しなくていいのか？

を、よく考え理解し実践することが大切。

可視近赤外線天文学

天文学・天体物理学は、宇宙からくる情報からそれを発した天体の性質を知ることを目指す。光を粒子(光子)として考えてよい場合、可視近赤外線天文学では、可視近赤外域の光子が運んでくる情報から

ある決められた**時刻**の間(時間)に、ある**エネルギー**の光子が、天球上のある**位置(方向)**の範囲から、単位時間にどれだけの**数**来ているか(そして統計的に**スピン(偏光)**情報)

を知りたい。

撮像と分光

「天球上のある方向から、あるエネルギーの光がどれだけの強さ(時間あたりの光子数)で来ているか」

の切り口の違いが撮像と分光の違い。

このうち「天球上のある方向」という情報を詳しく分けて調べるのが撮像。例えばHSC。

一方「あるエネルギー」という情報を詳しく分けて調べるのが分光。例えばHDS。

最近は両方を同時に調べる「面分光」も多い。例えばFOCASの面分光モード。

ただし

本当に知りたいのはある特定の時間の間に観測者に届いた光子の数、ではない。

天体から光が出てくるのは元をたどればほとんど量子過程で、出てくるかどうか、いつ出てくるかはランダム。

ある1秒間に出た光子の数は、次の1秒間に出る光子の数と同じであるとは限らない。

知りたいのは「平均値」「期待値」。光子数の観測値の統計誤差は原理的に消せない。その期待値から光の出所の性質を考える。

大望遠鏡が欲しい理由

統計誤差は相対的には検出器で受ける光子の数の平方根に反比例する。

天体からの光を短時間で多く受けるため、天文学者は次々ともっと大きな望遠鏡が欲しくなる。

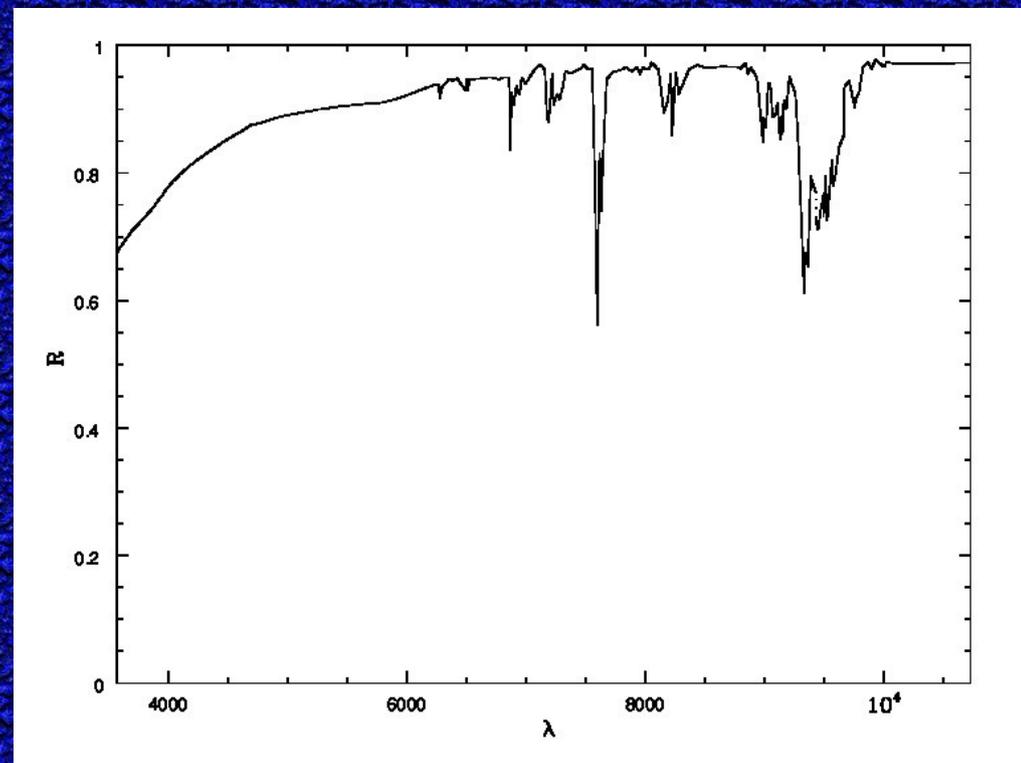
天体からの光子の統計という点だけで見れば、天体の性質が時間変化しない限り、小望遠鏡で長時間観測するのも実は同じ。しかし条件を制御したり他の誤差を減らしたりするのが難しい。

可視近赤外線天文学

光赤外、光学赤外線、可視近赤外など
様々な言い方があるが、意味は(多分)ほぼ同じ。
赤外線域は幅広いが、可視光(350–800nmくらい)
と一緒に扱われるのは主に近赤外線($<3\mu\text{m}$)。

いわゆる「大気の窓」が
あって、地上にまで光が
十分届く波長域がある。

可視域は大部分窓だが
HSC の観測波長域でも
700nm より長波長には
それなりに強い
大気の吸収がある。



地上観測のメリット

宇宙望遠鏡が次々と打ち上げられ、利用されている今の時代でも、大気を光がそれなりに通る光赤外などでは多くの地上望遠鏡が未だ活用されている。

- ・宇宙望遠鏡に比べれば安い
- ・大きな鏡、大きな装置が利用可能
- ・修理や更新をやりやすい
- ・新しい装置も載せやすい

そして、全天の大部分は未だ十分には観測されてはいない。

⇒天文学にはまだ望遠鏡が足りない。

地上観測のデメリット

一方、地上(光学赤外線)望遠鏡には、
様々なデメリットもある。
主観で言えば多くは大気のせい。

- ・天気の影響を受ける。
雨、雪はもちろん、曇ったら天体が見えない
- ・晴れていても大気の影響を受ける。
大気吸収、屈折、擾乱(星像の揺らぎ)
- ・月明かりの影響を広範囲で受ける。
これも大気の散乱のせい
- (・地震でダメージを受ける)
- (・雷でもダメージを受けることがある)
- (・近くを通る自動車のライトが邪魔だったりする)

さて

そんな地上光赤外の撮像観測データから
情報をどのように取り出すか？

ある決められた**時刻**の間(時間)に、
ある**エネルギー**の光子が、
天球上のある**位置(方向)**の範囲から、
単位時間にどれだけの**数**来ているか

今回は、数(光の強さ)の話を中心に
多少エネルギー(波長)に絡んだ話、
その次に位置の話を概説。
時間・時刻の話は少しだけ(多分時間がない)

光が望遠鏡に届くまで

光が天体の中で生まれ、我々に向かって放たれた後、観測装置に届くまでの間に、様々な吸収・散乱や屈折を受ける可能性がある。

- ・エネルギーは宇宙膨張による赤方偏移と重力赤方偏移以外では変わらない。
- ・個数は吸収・散乱で(確率的に)減る
(重力等で集光されると増える場合も)
- ・単位時間当たりの光子数は赤方偏移で時間間隔が延びて薄まる。
- ・方向は屈折や散乱や重力などで変わる。

振動数と波長

エネルギーは振動数と対応しているので、光子が伝わってくる途中では、赤方偏移以外では振動数は変わらない。一方で波長は媒体の屈折率によって縮んだり伸びたりする。

例えば水素のバルマー α 線($H\alpha$)は、通常は 656.28nm をよく使うが、これは大気中1気圧0°Cでの波長。真空中では656.46nm。スペクトルを扱うときは注意が必要。

観測装置

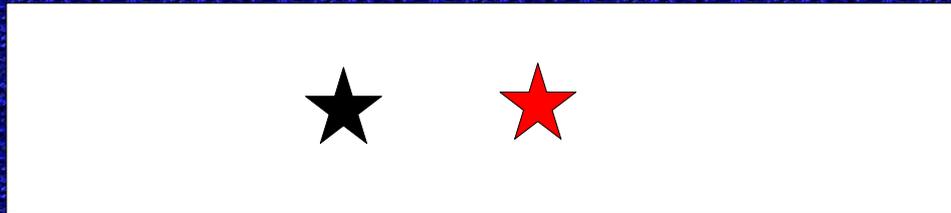
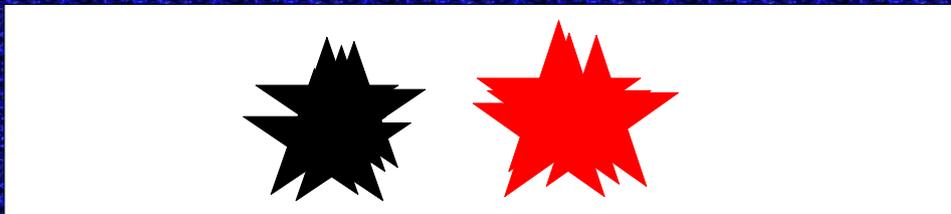
望遠鏡まで届いた光は、望遠鏡の中で反射されたり屈折させられたり、フィルターで吸収・散乱されたりして、生き残った分が装置に入り、検出器の中で更にある確率(量子効率)で電荷になる。

CCDやCMOSなどの検出器は、このような光子から化けた電荷を一定時間溜めてその数を計測する装置。

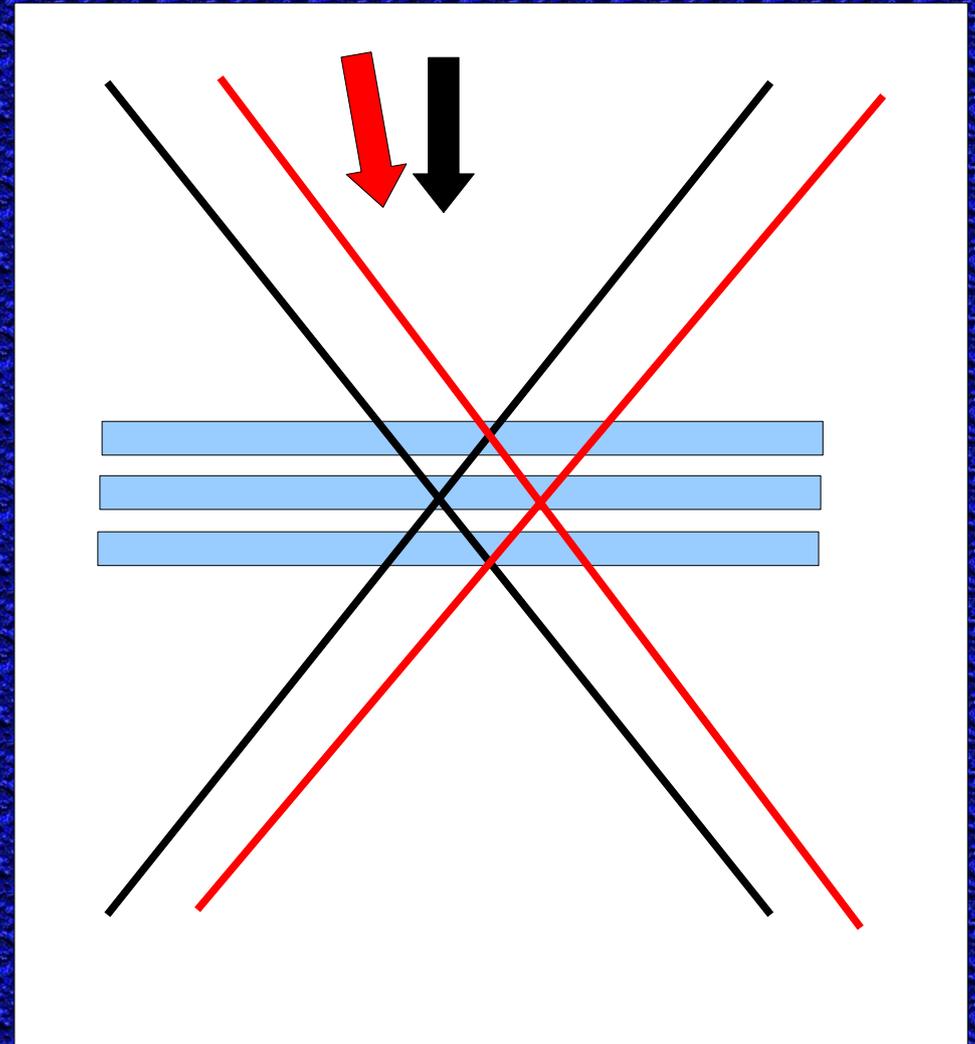
検出器の中の各画素が、それぞれ天の違った場所から来た光を貯めるよう調整して使われている。

焦点面

来た光を鏡で集めて、光の来た方向ごとに同じ場所に集める。



観測装置が主鏡に
近すぎたり遠すぎたり
すると像がぼやける。



フォーカシング

観測装置は望遠鏡の焦点面に置かれるが焦点の位置は温度や望遠鏡の姿勢などで一晩の中でも動く。

観測装置が望遠鏡の焦点からずれると星の像がぼやけて、光学系の収差で形も伸びたりひびんだりする。

右下の絵は焦点合わせ(フォーカシング)のデータ例。

中央の緑四角は1画素の大きさ



光の強さ

物理量としては、Flux や Flux密度。

(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(ある波長範囲の)光のエネルギーが通過するかという「流量」が Flux。

単位として[erg/s/cm²]、あるいは、Flux密度として、Fluxを単位波長当たりで測った[erg/s/cm²/Å]や単位周波数当たりで測った[erg/s/cm²/Hz]が用いられる。

やや余談(単位系)

光赤外天文学界隈では、単位系として伝統的に SI単位系ではなく cgs 単位系がなぜか好んで良く使われているようである。このため、エネルギーも erg, 面積も cm^2 とかがしれっと使われる。

波長については SI単位系の nm が増えてきてはいる気がするが、 $\text{\AA} = 0.1\text{nm}$ が未だ根強く残っていて、フラックス密度も $/\text{nm}$ ではなく $/\text{\AA}$ を今もよく見かける。

等級

伝統的に、可視近赤外の撮像や天体の明るさを測る測光では flux 密度の対数の定数(-2.5)倍の「等級」やそれを天球上の面積で割った「面輝度」が今も広く用いられている。例えば等級 (AB 等級) は、

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

と定義されている。

その等級は何か？

等級は何バンドの等級かが重要。

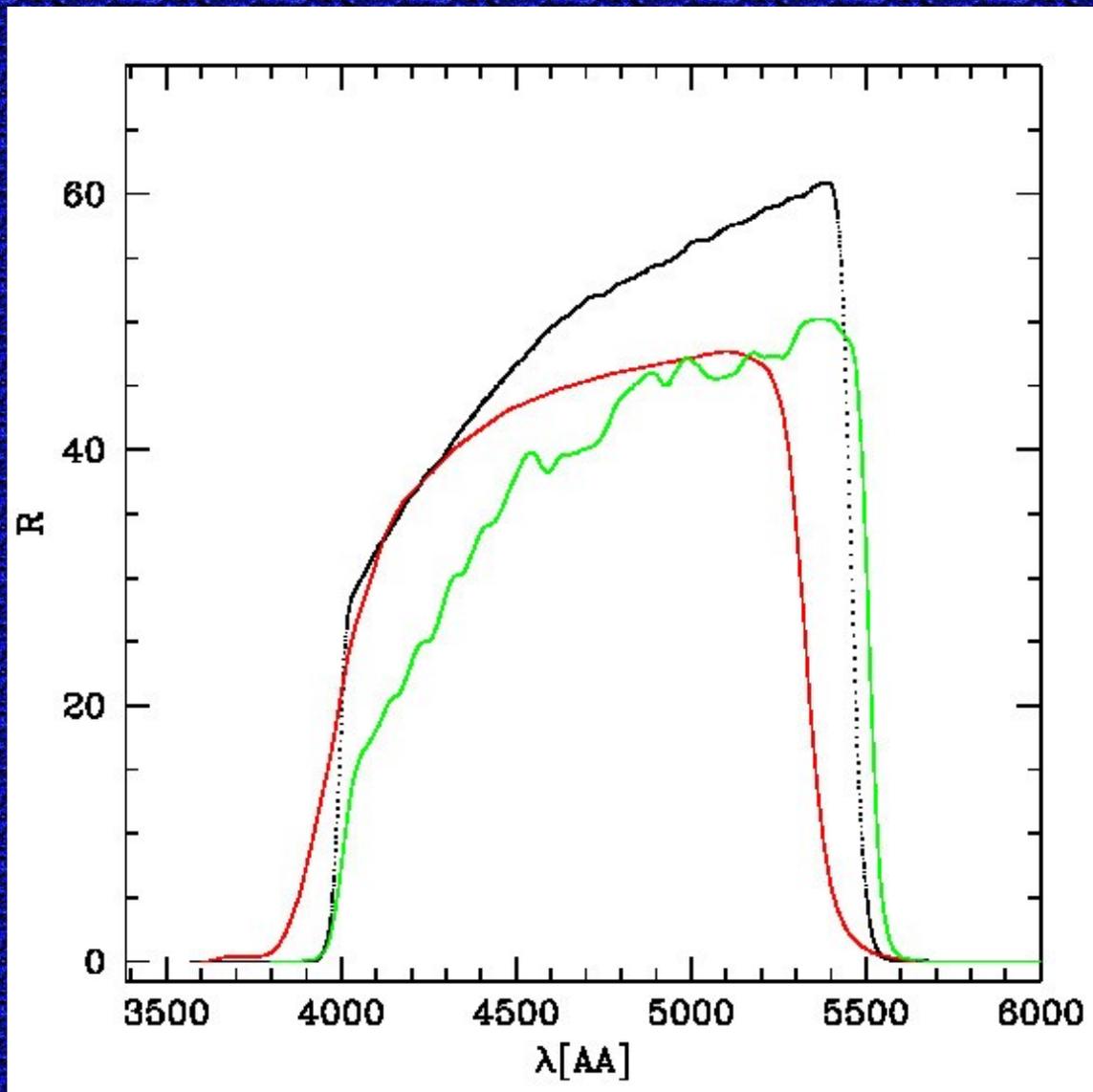
更にバンドの大文字小文字は区別する。
例えば I と i は通常はかなり違うバンド。

同じ名前(表記)でも、微妙に違うバンドだったりする場合もあるので油断できない。
例えば HSC-r は SDSS-r や PS1-r とは微妙に違うバンド。なお古い文献の r は Gunn-r。

そして AB 等級とベガ等級(まれに ST 等級)が違う場合がある。

同じ名前でも違う

SDSS, PS1, HSC の g-band の透過率比較。



黒: HSCはウェブから
<https://www.naoj.org/Observing/Instruments/HSC/sensitivity.html>

赤: SDSS は Doi et al.(2010)
緑: PS1 は Tonry et al.(2012)

ベガ等級

古い文献や、赤外線の研究ではAB等級ではなくベガ等級が用いられることが多い。これは、織姫(Vega, α Lyr)の等級がどのバンドでも0等になるように、いくつかの似た星の色も見ながら決めた等級...のつもりだったのだが、その後Vegaが変光星だったことが判明。Vega自体は+0.03等になった、そんな等級システム。

Vバンド(550nm)でベガ等級とAB等級は一致するようにAB等級は決められた。

ベガ等級とAB等級

ベガ等級とAB等級の差の例。
後述の HSC の透過率モデルを使うと

g -0.09

r2 0.15

i2 0.41

z 0.53

Y 0.57

赤外では例えば2MASSのフィルターでは

J 0.92

H 1.40

Ks 1.87

くらい。

追記：AB等級

AB等級の初出論文は多分 Oke(1974)。でも主観ではSDSS以降、2000年代以降にAB等級をよく見かけるようになった気がする。これは、標準星としてSDSSが使えるようになったからではないかと思う。

それ以前はブロードバンドの較正は Landolt の標準星で UVBRcIc に較正する、というようなイメージがあった。あくまで個人の感想です。

天体の色

光近赤外では、天体の色という概念もよく使われる。物理量としての「色」は2つの異なるバンドでの等級の差のこと。例えば HSC-g の等級と HSC-r の等級の差が $g-r$ (厳密には $g-r(\text{HSC})$) という色。等級は大きいほどフラックスが小さいので $g-r$ が大きいのは g のフラックスが小さいか、 r のフラックスが大きい場合。つまり $g-r$ が大きい場合は天体は赤い。色は短波長側の等級から長波長側の等級を引いて、色の数値が大きいほど赤い (長波長側が強い) 量として使うのが慣習。

天体の色

色を求める際の等級もAB等級とベガ等級があり、特に古い文献で書かれている色はベガ等級での色の場合が多いので要注意。

ちなみにベガ(A0V)は人の目では一般的には白く見えるので、ベガ等級で例えば B-V が正の場合は人の目にも黄色から赤く見え、負の場合は青白く見える

ただし人の目の感度は個人差があり、更に色名との対応も主観に依存する。

等級の便利な点

等級は対数で、色は比の対数。

- 例えばある天体が2倍の距離に遠ざかるとフラックスはgバンドもrバンドも1/4。
このとき、等級は $-2.5\log(1/4) \sim 1.51$ 等暗くなって、色 $g-r$ は変わらない。
- $-2.5\log(1+x)$ は、 x が小さければ $\sim x$ 。
例えば 0.1等暗いのはおよそ 10% 暗い。
- 吸収を受ける量も線形で計算できる。
例えば大気吸収で 0.2 等暗くなる場合、大気の厚みが倍になれば 0.4等暗くなる。

光の強さを測るには

例えば HSC-r バンドの等級を知りたい場合
どう考えるかと言えば、ある観測時間中に
ある画素に相当する天の領域から
何個の光子がやってきたか、をまず数える。

CCDの場合、検出器の前にシャッターを
おいて、シャッターが開いている時間
(露出時間)を制御して、その間に
天から来た光子を検出したと考える。

CMOSや赤外アレイの場合は
読み出しから次の読み出しまでの間隔を
露出時間とする場合が多い。

光の強さを測るには

検出する光子のエネルギー範囲の制御は、HSC-rバンドの場合は、HSC-r(HSC-r2)フィルターを置いて、それ以外の波長は全部反射して検出器には入れない。

フィルターの透過率の他、大気の透過率、望遠鏡の主鏡の反射率、主焦点光学系やカメラのデュワー窓の透過率、そして検出器の中で光子が電荷になる確率(量子効率)を掛け合わせて、HSC-rバンドの透過率となる。

CCD

天文学の研究で使われているCCDでは可視近赤外での光子のエネルギーを区別しない(できない)。赤い光子でも青い光子でも、光電荷は1つと数える。

その値をFlux・Flux密度情報に戻す際には、画素に入った光子のエネルギーを(暗黙に)仮定している、ということになっている。

電荷は読み出す時にコンデンサに溜めて、電圧をアンプで増幅してA/D変換して、カウント(ADUとかDN)として読み出される。

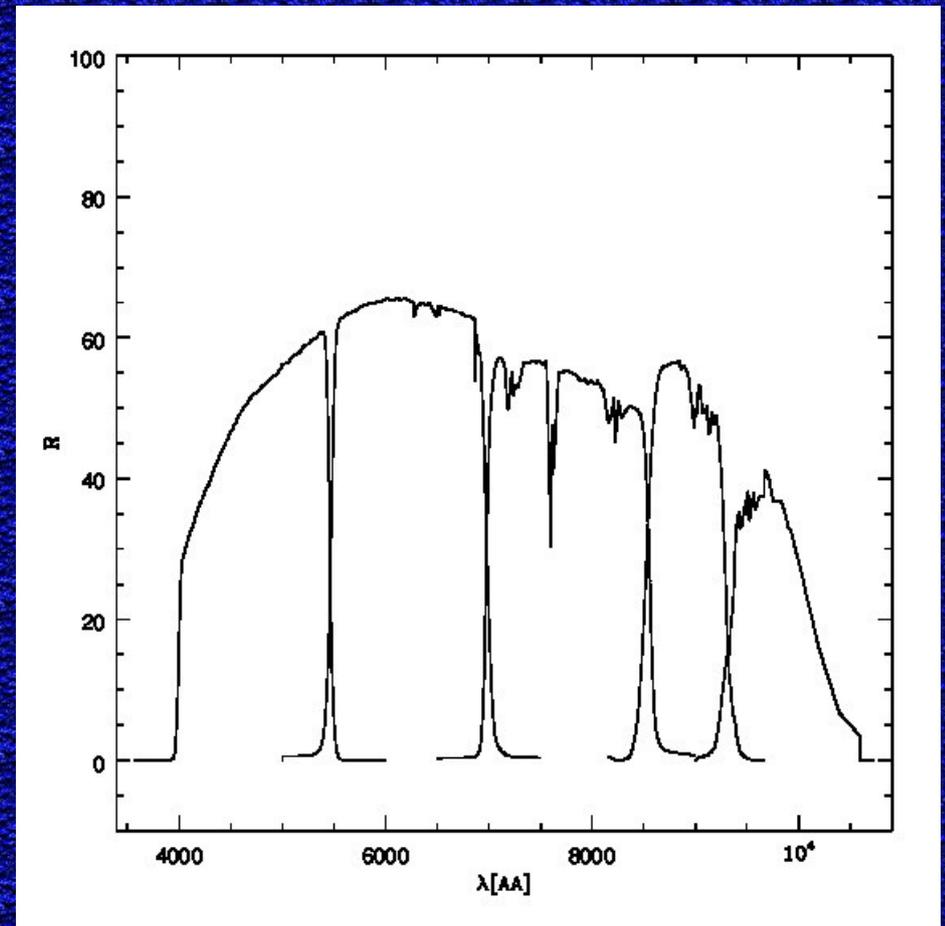
検出器とフィルター

光子を数える検出器での観測の場合は、フィルター等の透過率は、ある波長(周波数)の1つの光子が通る確率を意味する。このため、スペクトルから等級を求める場合はフラックス密度をエネルギーで割って光子数で考える必要がある。(なお、慣習として λ は波長、 ν は周波数)

$$mag = -2.5 \log \left(\frac{\int d\nu R(\nu) f_\nu(\nu) / \nu}{\int d\nu R(\nu) / \nu} \right)$$

透過率の波長依存性

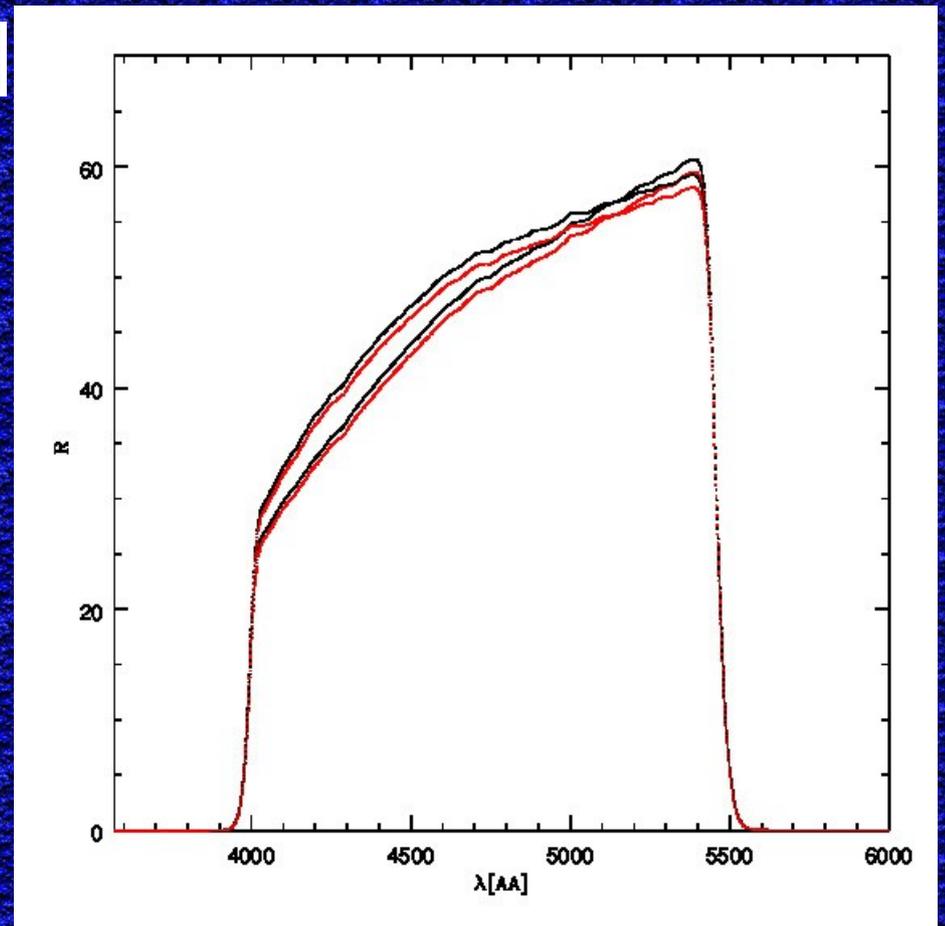
マウナケアの
高度56度($\sec z=1.2$)
の大気透過率モデル
HSC公式のCCDの
量子効率、
平均フィルター透過率、
2010年版主鏡反射率、
などを使った透過率。
HSC-g,r2,i2,z,Y



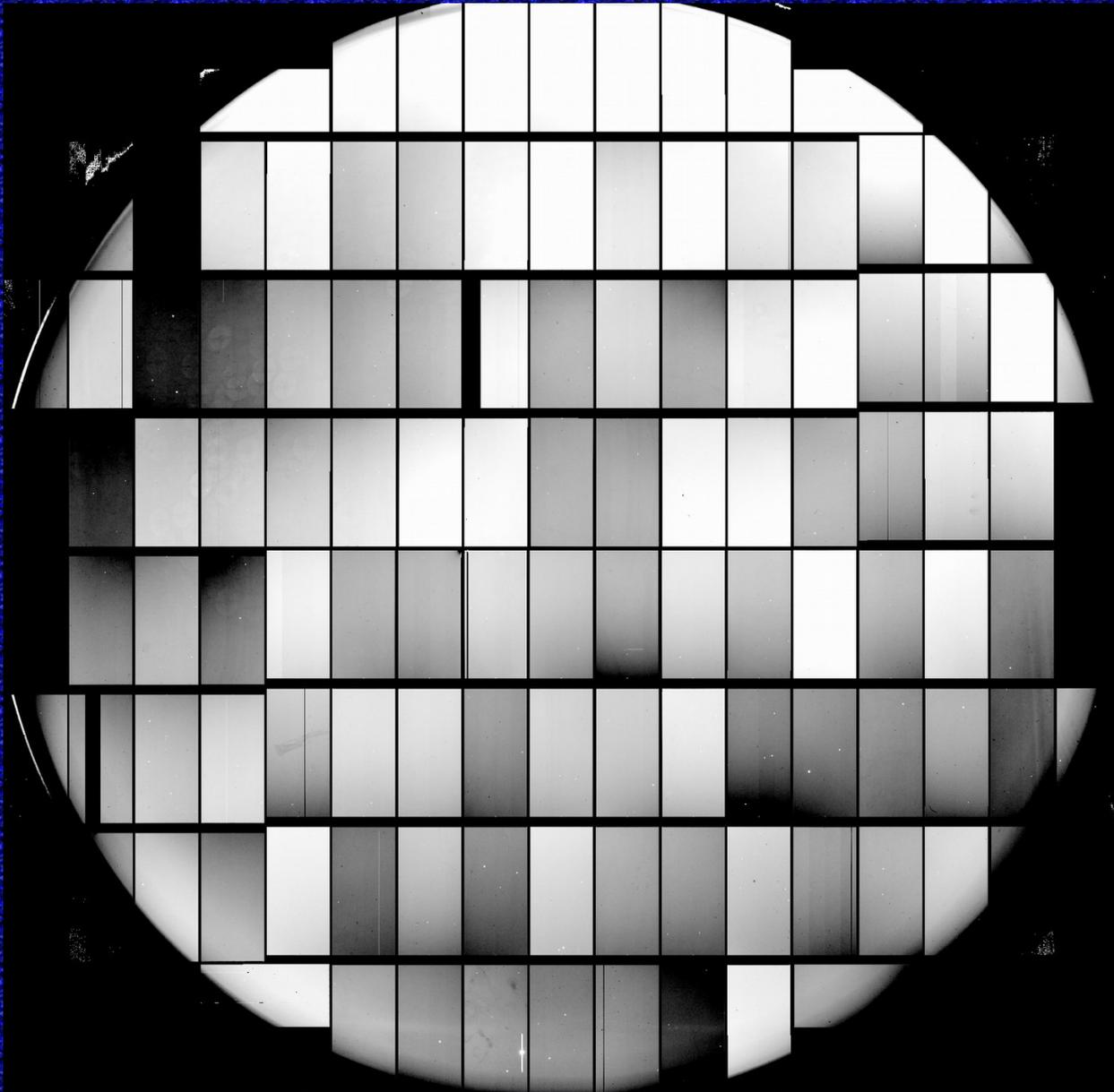
地球に届いた光子は60%くらいは電荷になる

透過率の変化

「HSC公式の量子効率」
とか「2010年」とか
書いているのは、
違いがあるから。
gバンドで顕著で
黒が2010、
赤が20180815の主鏡
2種のCCD量子効率
モデルを使うと
このくらいは違う。0.01等を気にする場合は
気にした方がいい、かもしれない。



フラットと空の色の違い(g)



SKYFLATを
DOMEFLATで
割った例。

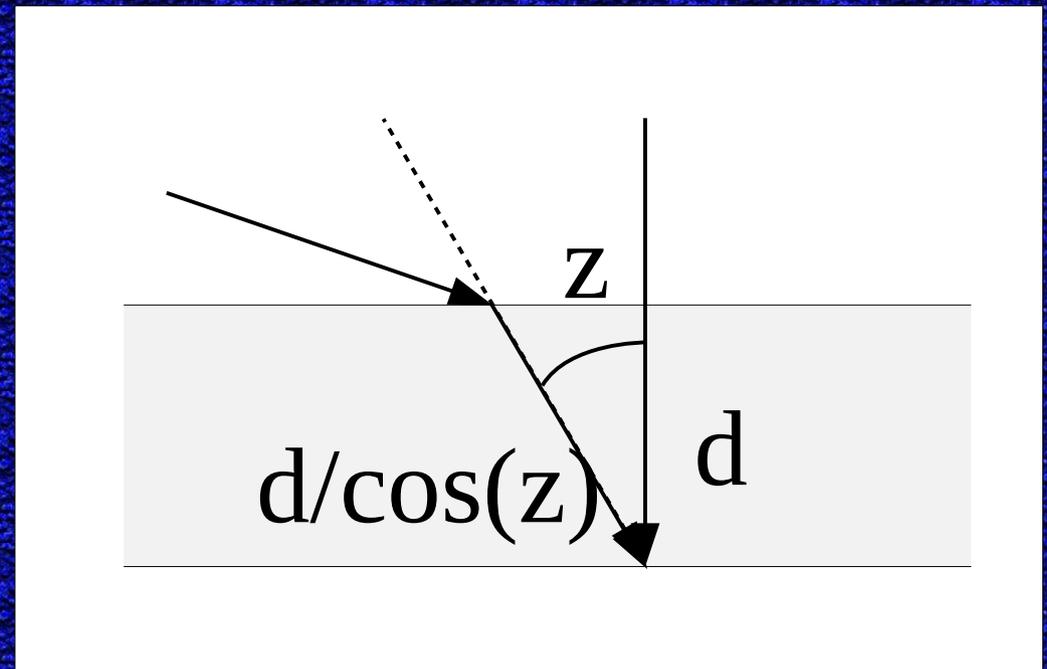
SKY(薄明の空)は
DOMEよりも
青いので、個々の
CCDのQEカーブ
の傾きの違いが、
出力の違いになっ
て見える

大気吸収

大気吸収量は大気の厚みによって変化する。
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。

厳密には
地球の丸みも考えた
Airmass という
値が用いられる。

高度 30° ($z=60^\circ$)
くらいでAirmass=2
になり、天頂方向の2倍の吸収を受ける。



銀河系内吸収

銀河系外の天体を観測する場合、銀河系内のダストにより光の一部が吸収散乱される。これを銀河系内吸収 (Galactic extinction) と呼ぶ。

吸収量は波長依存で、可視近赤外域では波長が短い(青い方)ほど吸収が大きい。このため赤くなる。伝統的に B-V の色がどれだけ赤くなったかを $E(B-V)$ と書いて吸収量の目安にする。各バンドでの吸収はこの $E(B-V)$ に係数を掛けて求める

$$A_r = R_r * E(B-V)$$

銀河系内吸収

一般的に銀河系内吸収は銀緯が低いほど大きい。

ダスト量はガス量と良い相関があるので中性水素(HI)ガス量の観測から吸収量を推定した値が昔はよく使われていた。

近年は遠赤外線観測でダストの放射を測りそれを銀河系内吸収量として出したデータを使うことが多い。

相対較正（フラット）

これら透過率が視野の中で一様であれば、後の絶対較正の際に視野内の標準天体で較正できてしまいが、視野の中で異なる場合や観測ごとに変化する場合には補正する必要がある。

どのくらい均一にするかは目標精度依存で、感覚的には、0.1等(10%)でいいならそれほど神経を使わなくてもいいが、0.01等(1%)の精度が欲しい場合は大変、だと思う。例えば周辺減光が装置回転角や高度で変化したり、大気吸収量が視野内でも違ったり、CCDの非線形性が見えてきたり、などなど。

追記：精度

HSCPipe でどれだけ精度がでているか。
古澤さんに口頭で伺ったところ、画像内の較正
(相対較正)は 0.01等を切るレベルまでできてる
とのこと。これはカタログに合うように
ぐにやぐにやとフィットして合わせこんでいる、
とかいうことらしい。

一方で後述の絶対較正の精度は不明とのこと。

いずれも伝聞で私自身は確認してません。
#個人的には端の方でそこまで精度出るかなあと
半信半疑というか判断保留です。

邪魔な光

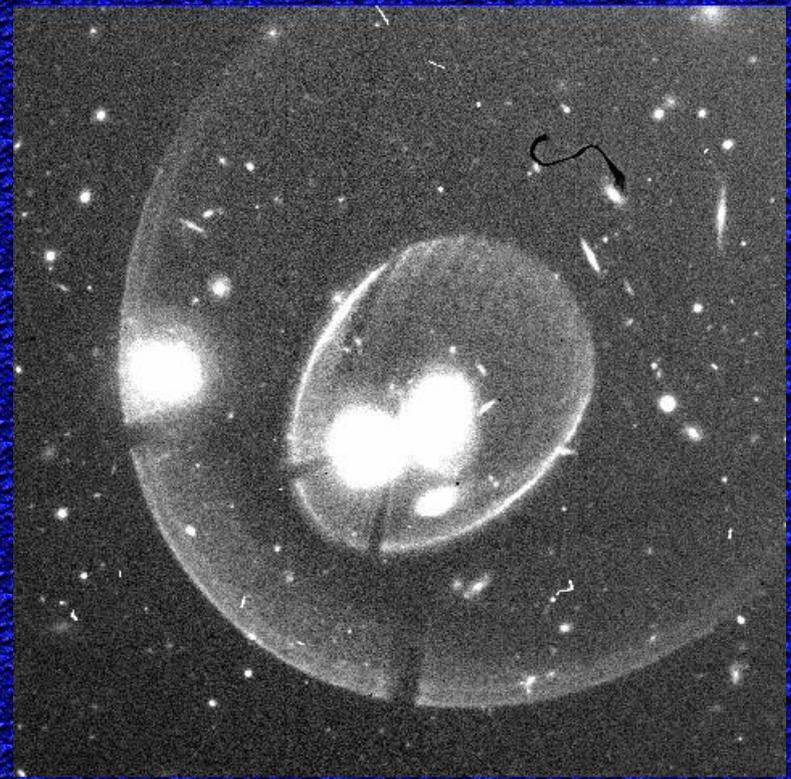
検出器に入るのが目標天体からの光だけなら解析の際も助かるのだが、実際はそうではない。

- ・大気光と地上光(あと月光)
 - ・宇宙の背景光(黄道光とか)
 - ・隣の別の天体
 - ・ゴースト、迷光
 - (・宇宙線(背景放射線)による電荷)
- などが混ざる場合がある。

邪魔な光

珍しい天体かと思ったら、
ただのゴーストだという例。

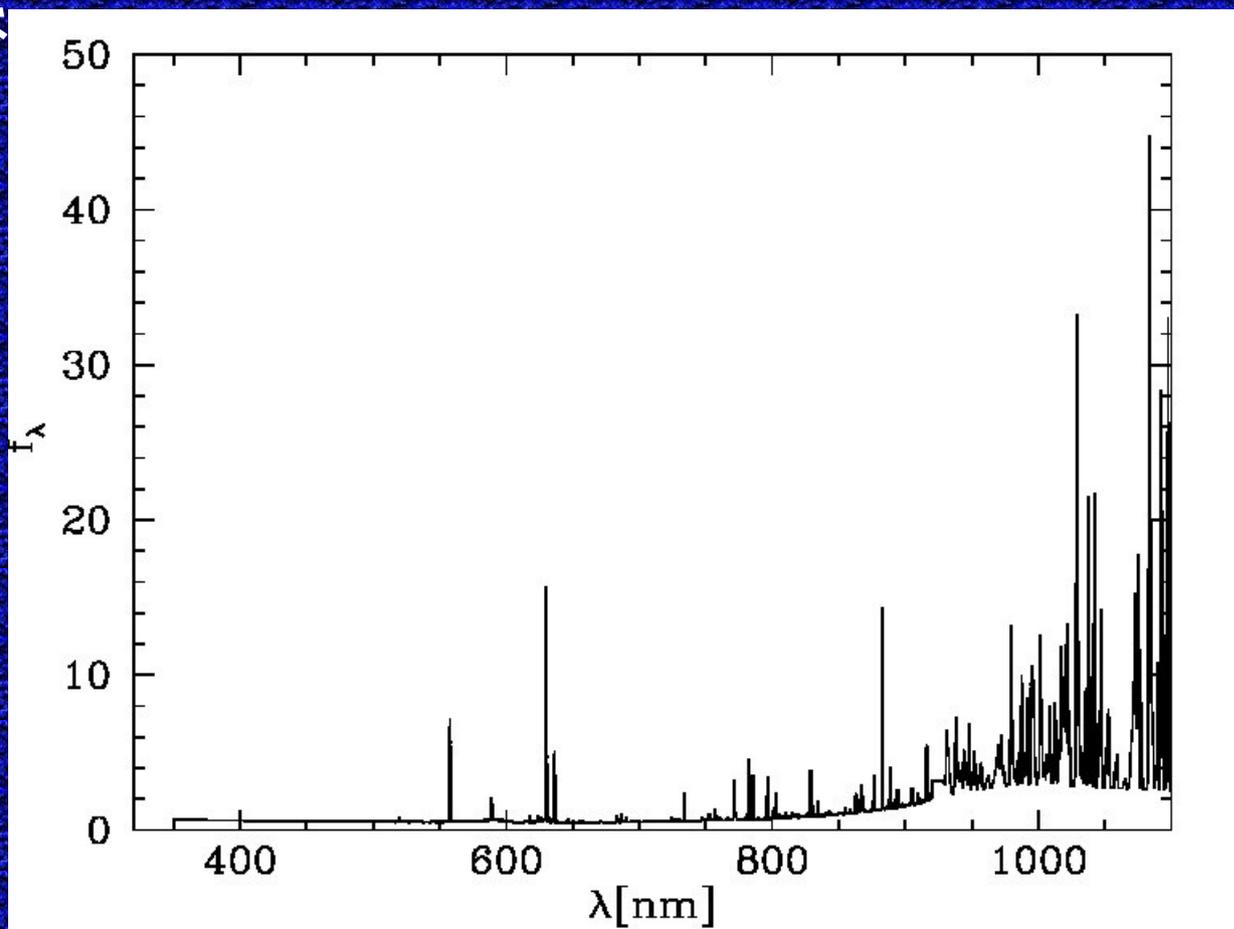
こういう余計な光は
含まない
天体だけの明るさ、
色を求めたい。



夜光(夜天光)

夜空の光。大気も光っている(大気光)

例えばrバンドで
約21等/平方秒
右はGeminiの
暗夜のモデル
データ。



この他、
太陽系内の
ダストによる
太陽光の散乱(黄道光)も夜光の一部。

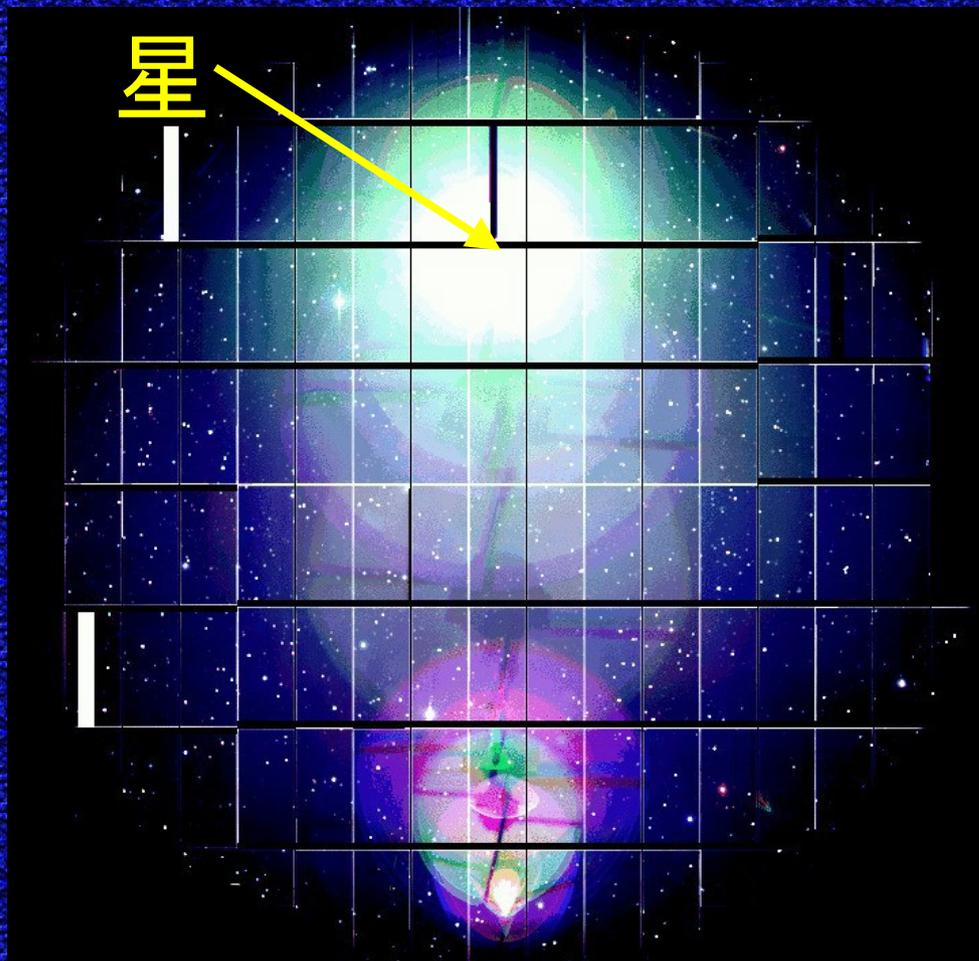
ゴースト、迷光

天体からの光が、本来通るべき道ではなく、別のところで散乱されたり反射したりして、別の画素で検出されるのがゴースト。

ドーム内や望遠鏡内で光ってるものの光が散乱されてCCDまで届いてしまったのが迷光。

どちらも可能であれば差し引きたい、のだが、フラットと複雑に絡むので、高精度で補正するのは(多分)難しい

ゴースト



明るい星による
HSC のゴーストの例

この例は明るいので
目でみてわかるが、
どんなに暗い天体も
同じくゴーストを
出してはいる。

つまりこれが真の星像、
真のPSF(後述)

スパイダーパターン

すばるの画像には今一つ対称性のよくない
光芒が見える。これは望遠鏡の主焦点を
支える影がフーリエ変換された像で、
スパイダーパターンと呼ばれる。

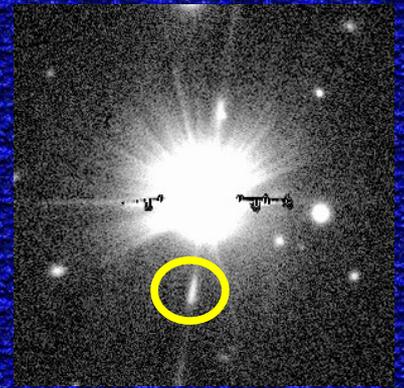
なお右の絵で
星から縦に伸びる
線はCCDの
電荷流れ出し。
ブルーミング
と呼ぶ。



スパイダーパターン

スパイダーパターンはすべての天体に出ているが、明るい星以外では見えない。原因不明の波長依存の明るい点を伴う。

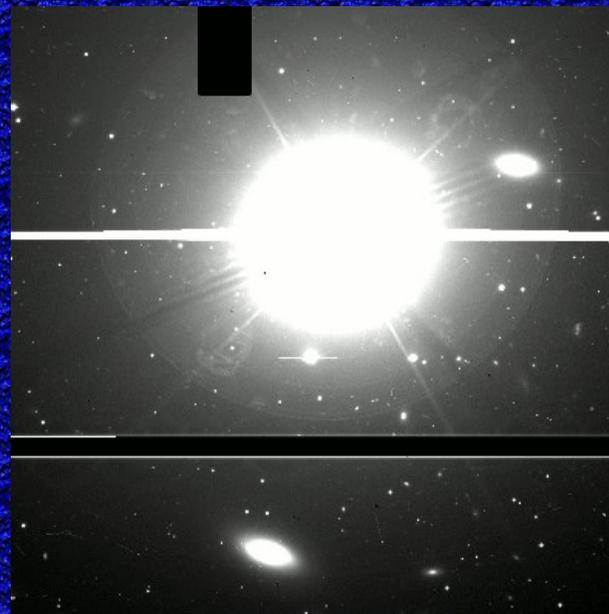
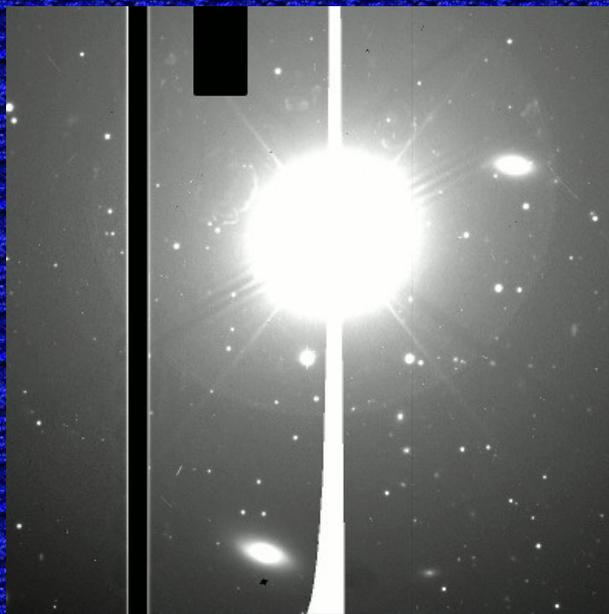
経緯台ではスパイダーパターンはどの方位高度を見るかで天球面でのパターンが決まる。



ちなみに観測視野の赤緯が望遠鏡の緯度、すばるの場合は北緯 19° に近いと、天球上でほとんど動かない。

ブルーミング

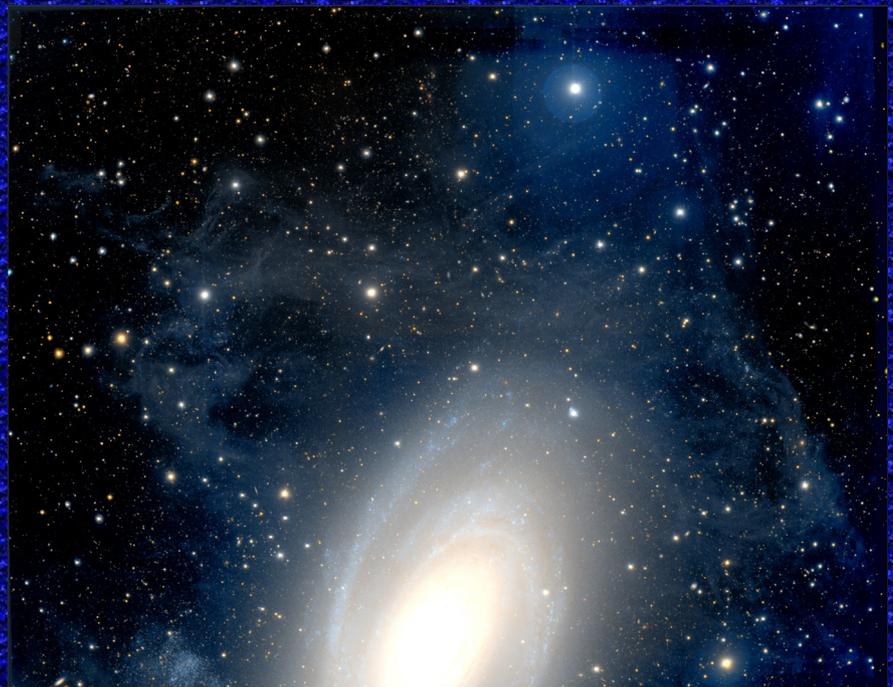
CCDの画素の中に貯めきれないほど電荷ができる流れ出す現象。
星の中心など強く光が来る場所で発生する。
流れた先の天体のデータも巻き添えで死ぬ。
視野を回転させると回避できる。



銀河系内シラス

ここでいうシラスは魚や火山灰ではなく巻雲(cirrus)のこと。銀河系の円盤から離れたところにあるガス雲をシラスと呼ぶ。よく遠赤外線のだスト放射で検出されるが時々可視光の反射星雲としても見えることがある。

例えばM81の周辺は銀河系内シラスと
言われている。



どうするか？

- 夜天光(スカイ)は平らだと思って適当になめらかな関数をフィットして引いている。
- ブルーミングは視野を回転させると伸びる方角が変わるのでそれでなんとかする
- スパイダーパターンは時角が変われば回転するのでそれでなんとかする
- ゴーストは視野を動かすと場所が変わる(こともある)ので、それでなんとかする
- 重なった天体の分離は難しい。
- デブレンドは検出測光ソフトウェア依存。
- シラスは目標天体より大きければフィルターをかけて差し引いてしまう。

追記: なんとかかってなに?

- ・ブルーミングは視野を回転させると伸びる方角が変わるのでそれでなんとかするの「なんとかする」について質問をいただいた。HSCPipeの場合は、中央値(median)との差を見て外れ値だとフラグを付けてそれをclipして平均をとってる模様。

calexp の [2] の flag 画像で MP_CLIPPED のフラグが立っているのではないかと思う。

中央値をそのまま使った場合の罨はもう一つの講義の方の資料を見てください。

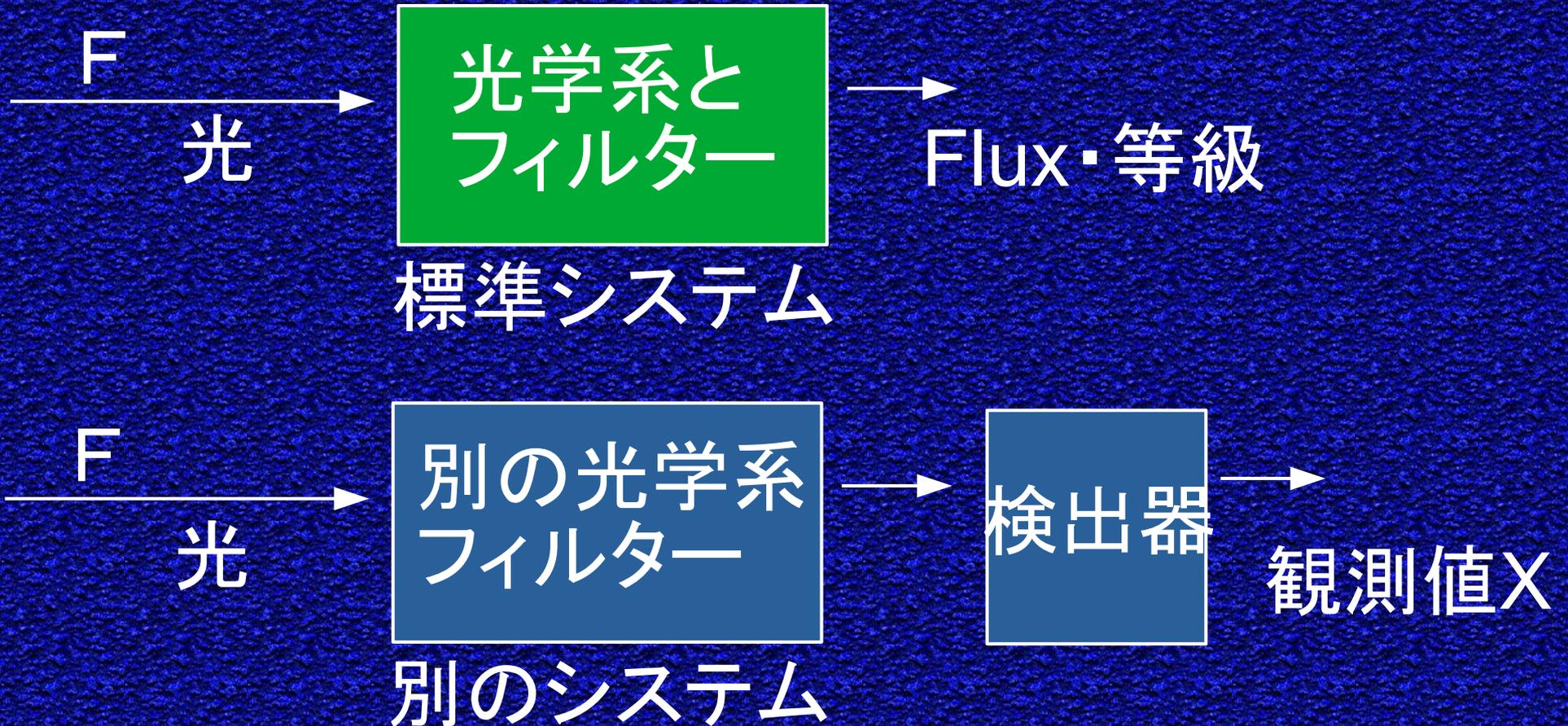
絶対較正

正確な透過率と量子効率がわかれば、
原理的には単位時間あたりの電荷数から
その素子に対応する領域から来た
flux を求められるはずなのだが、
透過率は正確にはわからない。

例えば

- ・その日の大気の透明具合
 - ・フィルターや鏡の汚れや非均一性
 - ・CCDの各画素の量子効率の違い
(・読み出し回路のアンプの増幅率)
- など、様々な要素が絡んでくる。

絶対較正



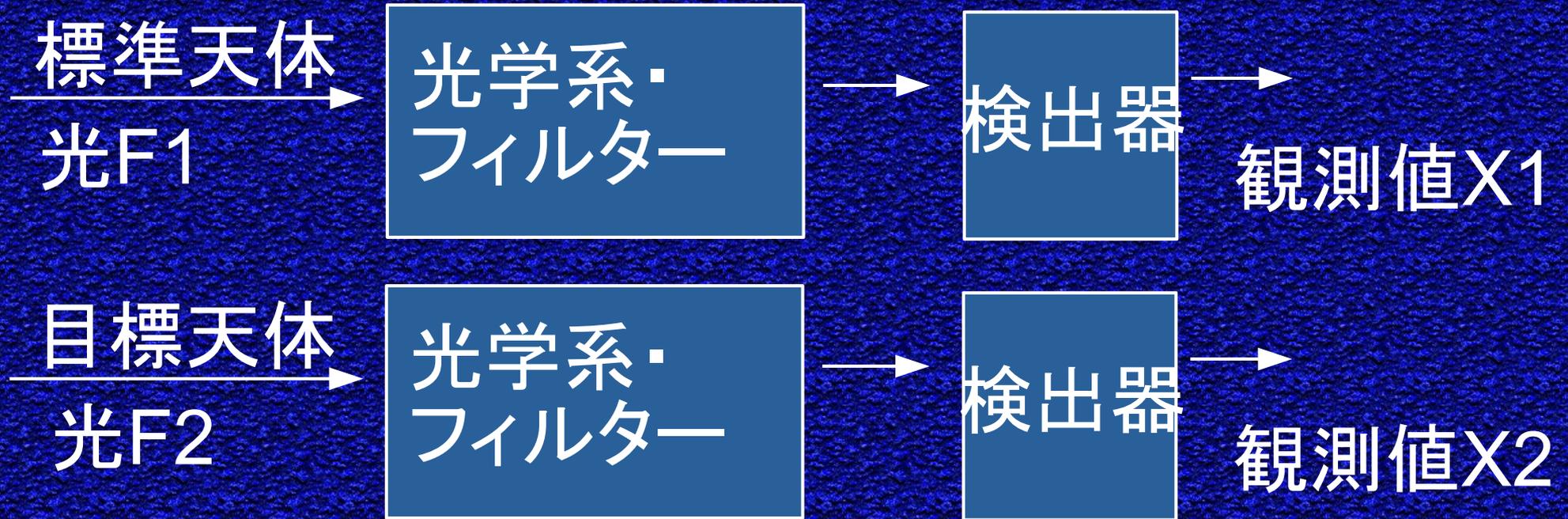
観測値Xから標準システムの
Flux・等級に変換したい

絶対較正

そこで、観測したある天体の等級が何等かを求めたい場合は、等級が正確に求められている別の天体を同じ状態で観測して比較することで、カウント値から等級に変換するという方法が一般的にはとられる。

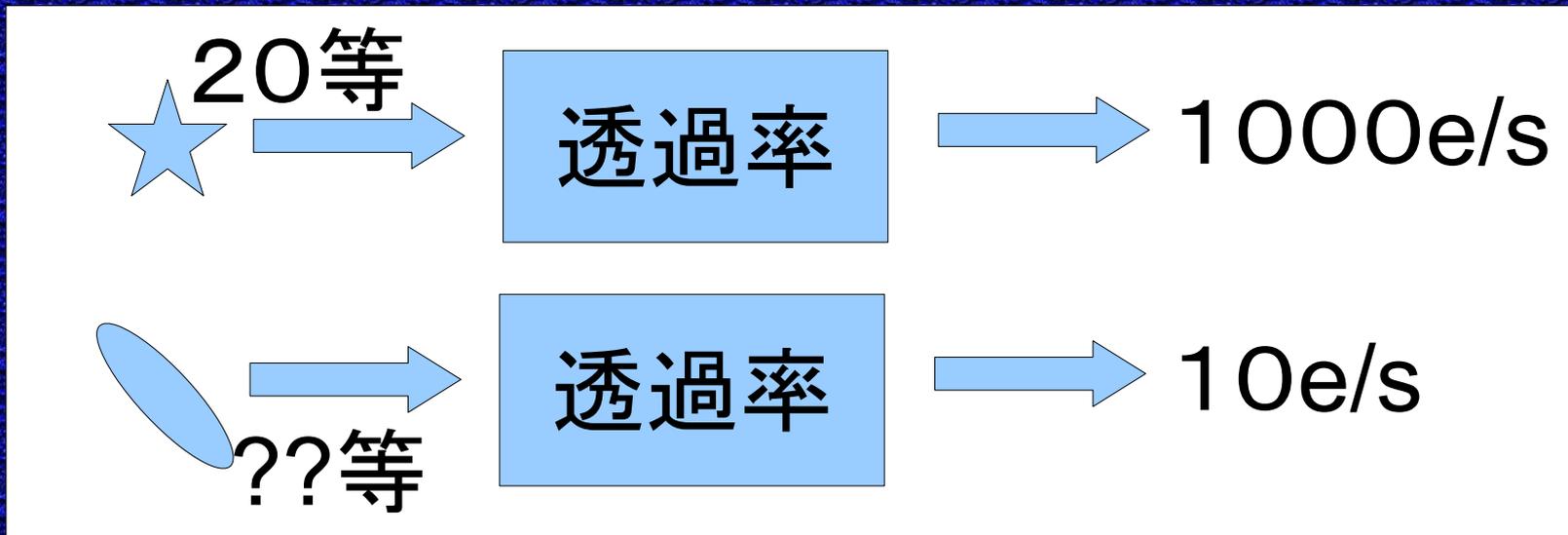
過去は「標準天体」と呼ばれる等級が正確に測られた星を別途観測して、その単位時間当たりのカウントと比較していたが、最近はおつぱら視野内の多くの星の等級と比較することが多い。

絶対較正



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。

絶対較正



HSCの場合は標準天体の等級をHSCシステムに変換して、それを使って較正する。
標準天体を全画素で観測するのは大変なので、1視野内で透過率が一樣な状態に相当するデータに直して(相対較正)そのデータを絶対較正する。

絶対較正は必要か？

較正の目的は、観測された量が他の観測や理論と比較できるようにする事。
このような比較が不要な時には、較正は必ずしも必要とは限らない。

例えば超新星を発見するのは、時期の異なる2つの画像がありさえすれば、その画像の中の天体の等級がわかっていなくても可能で絶対較正は必ずしも必要ではない。
※画像の中での相対較正は必要。

その超新星の光度を求めたくなったときに絶対較正が必要となる

較正先のシステム

例えばSDSSシステムなりPS1システムなりに較正できるのであれば他の研究との比較は容易になるが、そもそも違うフィルター等を使っているので変換にはある程度無理が出る。

そこで、最近では

「その装置のバンドシステムでのAB等級」として較正することも多い。他の観測との比較では結局やっぱり何らかのスペクトルの形(SED)を仮定して等級や色を変換することになるが、理論モデルとの比較などの場合はモデル側でHSCのバンドの透過率情報を用いHSCシステムでの等級を求めて観測結果と比較することが多くなった、気がする。

位置

天のどの方向から来た光の強さが
どうなっているか、という観点で考えると、
小さいスケールが天体の形、
大きなスケールが天体の位置(座標)
の話になる。

検出器のそれぞれの画素が、
天のどの範囲からの光を集めたものか
ということを知りたい。

天体の形

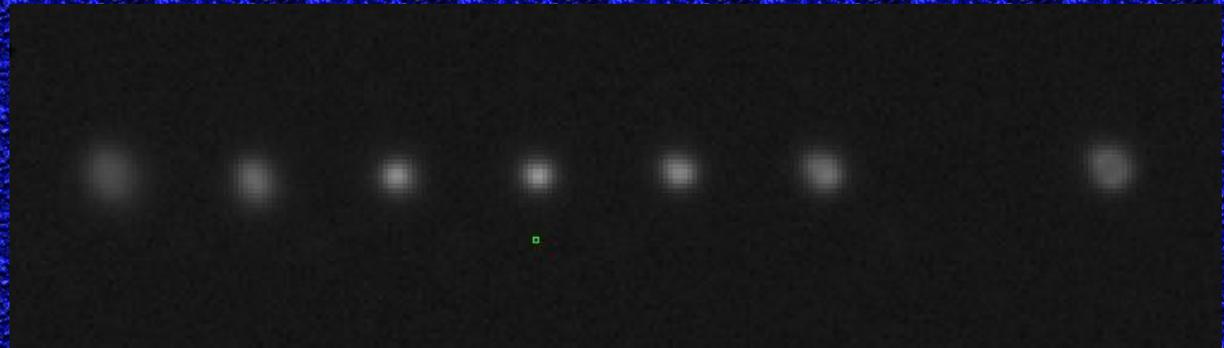
天体の形は主に大気の影響でぼやける。点源からの光が、検出器上で広がる分布の確率密度関数をPSF (point spread function)と呼ぶ。広がった天体はPSFの重ね合わせになる。

地上観測の場合、PSFの半値全幅(FWHM)をシーイングと呼ぶ。大部分は大気のせい。PSFは他にも光学系や装置の影響もあり、例えば焦点がずれた場合にもPSFの広がりが大きくなる。

PSF

点源からの光が、検出器上で広がる分布の確率密度関数をPSF(point spread function)と呼ぶ。広がった天体はPSFの重ね合わせになる。

地上観測の場合、PSFの半値全幅(FWHM)をシーイングと呼ぶ。大部分は大気のせい。あとは光学系や装置内のせい。



トラッキングとガイディング

ある視野を観測したい場合、望遠鏡は天体の日周運動を追いかけて、指向方向を随時変える必要がある。計算だけで望遠鏡を動かし追尾することを(オープン)トラッキングと呼ぶ。

トラッキングだけでは必ずしも完全に同じ視野を見続けることが難しいので、視野の近くの星を別のカメラで高速で観測し、位置がずれたら望遠鏡に補正をかける。これをオートガイディングと呼ぶ。

経緯台式望遠鏡

すばる望遠鏡は経緯台式の架台で、経緯台では天体を追尾していくと望遠鏡に対して視野が回転する。観測装置を回すか画像を回すかしなければ検出器で得られる視野が観測中に回って積分されてしまう。

すばるは画像を回すのと装置を回すのと両方があり、HSC の場合は装置ごと回す。その機構を Instrument Rotator と呼ぶ。(画像を回すのは Image Rotator)

画像のひずみ

そもそも球面を平面に投影しているのので
どうしてもひずみは生じる。

それ以外にも、光学系が焦点面を平面に
しようと補正していることで歪む。

このとき、一般的には光子の数は
変化してないので、補正の際には
光子数が保存されるような補正が必要。

ちなみに重力レンズによる変形では
光子数が変わっているので話は異なる。

天球座標系

天体の位置を表す座標系としてはよく使われるのは赤道座標系で赤道が緯度 0° 天の北極が $+90^\circ$ の赤緯 (δ : Declination)、春分点が 0° で東周りに夏至点が経度 90° (赤緯 $+23.4^\circ$) の赤経 (α : Right Ascension, RA)。北極や春分点は歳差で移動するので、分点の指定が必要。最近ではJ2000.0(fk5)がほとんどだが、まれにB1950(fk4)があったりするので注意

天球座標系

ICRS(International Celestial Reference System)は、歳差に関係なく動かない座標系。いつまでも 0h はJ2000の春分点方向。座標原点は太陽系重心。遠方の天体の座標を決めてそれを元に座標系を張る。今回の解析などでは問題にならないくらい精密なミリ秒角以下の話をしだすと、太陽系の銀河系内での運動(公転)で、銀河系内のガスによる屈折が、相対運動で数十年で変化して影響してくる、らしい。

大気差

大気による屈折では、屈折率が波長により違うため、天頂以外の方向を見ている場合には同じ天体からの光が波長ごとにずれた方向から望遠鏡に届く。

マウナケア山頂では大気が薄いので大気差は標高0mよりは弱いがそれでも一次の項が $35'' \cdot 746 \cdot \tan(z)$ と高度 45° で35秒角も浮き上がる。

詳細は田中(1993)国立天文台報1,349「高精度望遠鏡ポインティングに必要な天体位置の補正」などを参照のこと。

別サイト(標高2000m)だが波長依存性がわかりやすいのは Fillipenko(1982)表1

大気分散補正系

そのままだと撮像の場合バンドの中でも青い側の光と赤い側の光がずれてしまい困るので、望遠鏡の中でプリズムなどの光学素子を使って逆に屈折させて波長依存性を減らす。
この機構を大気分散補正系(ADC)という。

ADCは波長間の相対位置補正だけで、全体的にずれる分は残ったまま。

微分大気差

大気差によるズレ(浮き上がり)は高度依存で天頂では0で高度が低いほど大きくズれる。HSCの視野は端と端で高度が違うので、ズレ量の差が出て、高度方向に縮む。これを微分大気差と呼ぶ。

ADCで波長ごとのズレは補正されているが、この微分大気差による縮みは残っている。

HSCの解析では微分大気差は、光学系起因のひずみとともに位置較正によって補正される。

望遠鏡の位置較正

位置較正は基本的には視野内に写る天体の座標から相対的に求めることになる。まず望遠鏡自体としては時々、観測シーズンの最初などに、いくつかの星の位置を観測して、どこを向けと指令されて向いた方向が、実際にどこを向いているか確認・較正 (PA:ポインティングアナリシス)を行っている。

それでも、指定した方向と数秒角くらいはずれるので、(公称は悪くて6秒)各観測時にも視野を確認して向きを補正する。

鉛直のずれ

望遠鏡の姿勢だけから視野の方向を確定するのは難しい。

重力の方向は地球の中心を向いているわけではない。

地球楕円体面やジオイド面がそもそも地球の重心に向かった方向に垂直ではなく更にずばるの場合はマウナケアが重いので山の方にわずかに重力が引っ張られる。

ジオイド(等ポテンシャル面)からのズレが4秒角ほど。

固有運動

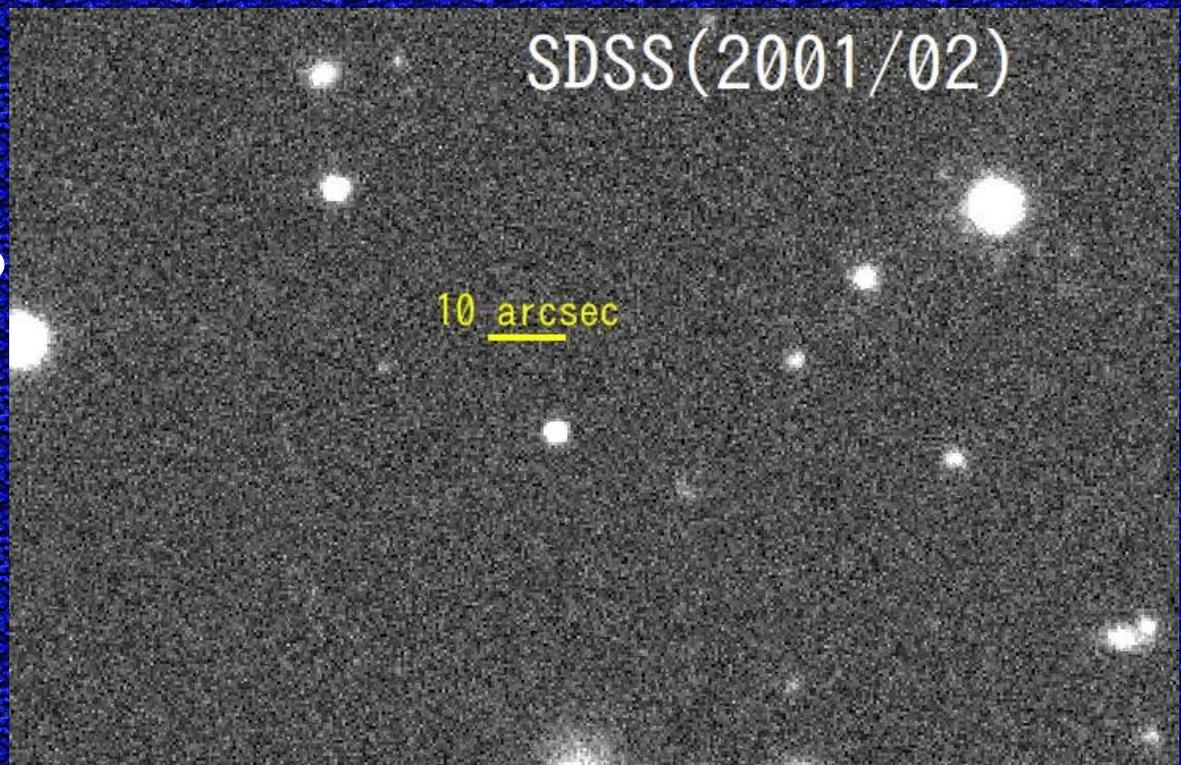
SDSSの撮像観測はおよそ2000年頃。
それから20年以上時は過ぎ、
既にもう星は動いている。PanSTARRSと
比較しても動いている星はある。

右の例はGAIA
DR3で探した
 510mas/yr の
g16等の星。



固有運動

PDF ではGIF動画が表現できないので
2ページに分けてお送りしております。
ページ前後させて見比べてください。
なおHSCPipe の使ってるPS1データは
固有運動は
今のところ
未考慮とのこと。



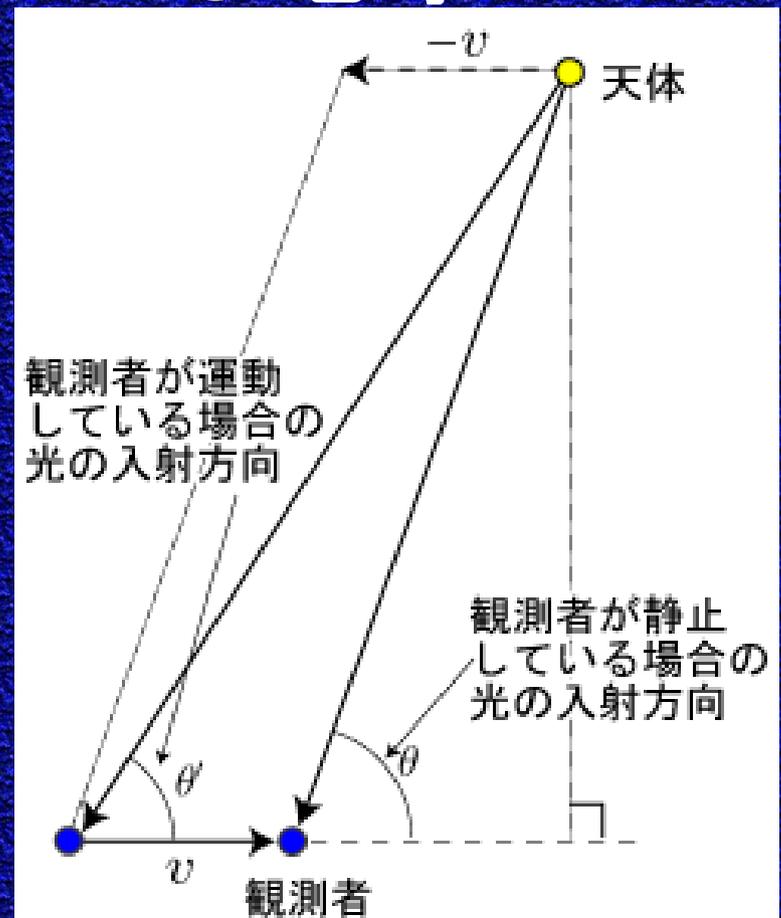
光行差

観測者が運動していると光の来る方向がずれて見える効果。大きいのは地球の公転による年周光行差で20.4"ほど。

この効果により、地球の進行方向では天体間のみかけ角度が縮まり、逆方向は広がる

$$\sin \Delta \theta = \frac{v}{c} \sin \theta'$$

$$\Delta \theta \sim 20.4 \sin \theta' \text{ arcsec}$$



微分光行差

光行差は進行方向からの角度 θ によって変わるのので、HSCの視野 1.5° の両端で光行差の量は異なりうる。

\sin の変化が一番大きいのは $\theta = 0^\circ$ なので、進行方向 $\pm 0.75^\circ$ で考えてみると、 $20.4'' \sin(0.75^\circ) \sim 0.27''$ で、視野両端ではこの倍、 $0.52''$ 程度、およそ3画素分ほど縮んでいる。逆方向では逆に伸びている。

通常は大気の効果に埋もれて無視できるが忘れてよいほど小さくもない。

時刻と時間

露出時間はCCDカメラではシャッターで高精度で制御されている。

一方、その露出がいつ開始されたかは、あまり気にしない研究が多い。これは時間変化しない天体を対象にする場合が多いから。

時刻精度が問題になるような研究では色々気にしなければならないことがある。

時刻系

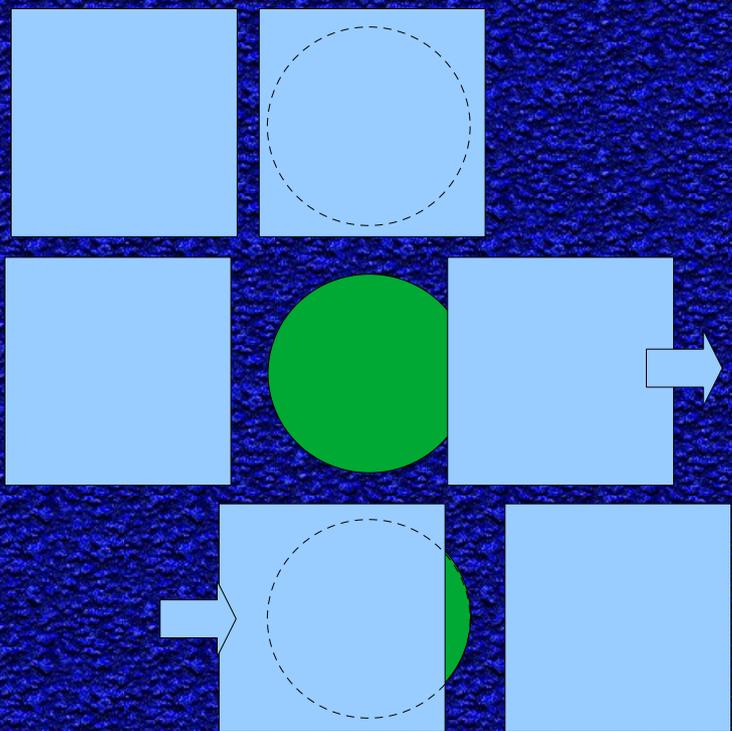
HSCのヘッダではUTC(協定世界時)が使われていて、この時刻はおそらくNTPで同期させている制御計算機の時刻。例えば、うるう秒が入る前の晩などには、ゆっくりとずれると思われる。

またHSCではMJD(修正ユリウス日)もUTCから計算されているが、IAUの勧告ではMJDはTT(地球時)から計算することになっていて、他の研究と比べる際に注意が必要となる。

露出開始時刻

HSCの場合、シャッターは2枚羽で、動き始めた時刻を制御計算機上で記録している(はず)

視野の両端ではシャッターの移動にかかる時間(1.2秒)の分、開始時刻のズレがある。



また、露出ごとに右から左、左から右と移動方向が逆になるので、どちらだったかも確認する必要もある。

まとめ

データ解析では細かいことまで考えると確認しなければならないことや、注意しなければならないことが様々ある。

解析して、どういう物理量を求めたいのか

その物理量をどの程度の精度で求めたいのか

ということを念頭におき、限られた時間内で

この手順をスキップしていいか？

この誤差は補正しなくていいのか？

を、よく考え理解し実践することが大切。