

可視光域撮像データ・解析入門

西浦 慎悟 (東京学芸大学 自然科学系 宇宙地球科学分野)

2000 Oct. 16 — Part.1 earliest version by S.N.

2000 Nov. 07 — Part.2 earliest version by S.N.

2000 Nov. 14 — Part.3 earliest version by S.N.

2003 Jul. 23 — Minor-revised Part.1 by S.N.

2004 Apr. 06 — Minor-revised all Part by S.N.

2004 Jul. 07 — Minor-revised Part.1 by S.N.

2005 Feb. 13 — Minor-revised Part.1 by S.N.

2009 Dec. 10 — Major-revised all Part by S.N.

はじめに～可視光域観測から得られる天体情報とは？

本稿は、筆者がOD (オーバー・ドクター)¹の時に行った、研究室の学部4年生対象のデータ解析勉強会の資料に、大幅に手を加えて推敲を重ねたものである。20世紀最後の年の2000年のある日、指導教官に呼ばれてお部屋を尋ねてみると「西浦もDを取ったし、そろそろ後輩を指導することも学ぶ時期だと思うんだよねえ」と言われ、そのまま私が4年生の観測データ解析を指導することとなった。私自身、数年前に先輩方から観測データ解析をレクチャーされた経験があり、今度は自分の番だと(博士号取得の勢いもあって、密かに)張り切ったものである。本稿の原型は、その際に執筆され、後に東京学芸大学での観測解析実習で配布するようになり、頻繁な minor-revision を経て、取り合えず今のような形に落ち着いた。自分としては、まだまだ取り上げるべき内容や資料があると考えているが、それらは次の改訂で付加することにした。 (2009年12月10日にしうら)

さて、可視光域における天体からの電磁波放射現象の要因としては、以下のようなものが考えられる。

- 恒星起源の黒体放射 (black body radiation)
- 電離ガス起源の輝線 (emission line)
- 電離ガス・分子による吸収線 (absorption line)
- 星間塵などによる減光 (extinction)

例えば恒星や銀河の多波長帯観測から、その天体のカラー (color) が得られ、これを理論モデルと比較することで天体の温度や金属量、年齢といった情報を得ることが出来る。また輝線成分や吸収線成分は電離ガスの密度や温度といった物理量に直結しているため、狭帯域撮像観測 (特定の輝線波長帯成分のみを通すフィルターを使用する) を行うことによって、電離ガスの物理状態やその空間分布などを調べることが可能となる。

筆者の専門は観測による銀河天文学である。そこで上記現象を念頭において、銀河を概観すると、まず放射される可視光の主な起源は、銀河を構成する何1000億個もの恒星の黒体放射である。恒星は銀河の主成分であるから、可視光域の撮像データがあれば、銀河における恒星の空間分布を議論することが出来る。

¹博士号取得後も大学・大学院に学費を払うことによって学生として大学に所属し、その図書館や解析用PCなどの研究資源を使用する権利を有する身分のこと。大学院研究生とほぼ同義。普通の大学院生に比べて月あたりの学費は多少安く、学生証も発行してもらえるものの、反対に学割証明書を発行して貰えない、観測や研究会の旅費を先方から支給して貰えないなどのデメリットがある。また大抵のケースで、学費とは別に2年毎に入学金を納めることで身分を更新しなければならず、これによって経済的に追い詰められるケースも少なくない。しかしながら大学院修了後に観測プロポーザルを提出するためには、最低限ODの身分を確保しておかねばならないという事情がある。日本では研究活動によって何らかの収入が得られるPD (ポスドク) 研究員と区別してこの言葉が使用される傾向があるようだ。

楕円銀河や渦状銀河バルジの表面輝度に関する $r^{1/4}$ 則や、渦状銀河ディスクの表面輝度に関する指数則はその典型例である。

可視光でも比較的波長が短い帯域 (色で言えば「青い」; U, B バンド) は主に O 型星や B 型星といった大質量星, 反対に波長が長い帯域 (色で言えば「赤い」; R_c, I_c バンド) は K 型星のような小質量星からの放射に敏感であるため, 可視光域でも複数の異なる波長域の撮像データがあれば, 銀河を構成する恒星の種族・個数・分布などの議論が可能となる。近年では銀河の化学進化モデルも様々なものが提案されているため, このような多波長撮像と併用することで銀河の形成・進化を議論することも日常茶飯事である。

詳細なスペクトルが必要な場合は, 分光観測を行うべきであるが, 特定の輝線に対して広い天域の天体情報や見かけ上のサイズが大きな天体の情報が必要であれば, むしろ狭帯域フィルターを用いた撮像観測を行う方が効率的である。可視光域の輝線成分の起源は, 基本的に電離したガス雲であるが, その電離要因としては i) 星形成領域中の大質量星からの紫外線 (UV) 放射, ii) 白色矮星からの紫外線放射, iii) 活動銀河中心核からの紫外線放射, iv) 質量放出や超新星爆発に伴う衝撃波, v) 銀河衝突による衝撃波, など多岐にわたる。しかし上記 i)~v) では, 輝線を放射するガス雲の物理条件 (温度・密度・金属量など) が異なるため, 複数の輝線成分の撮像観測を行うことで, これら諸条件を調べる事が可能である。また輝線についても様々な理論モデルが提案されており, 輝線成分を用いた銀河の形成・進化モデルを議論することも出来る。

こういった背景を踏まえて, 本稿では UNIX(or Linux) とその上で動作する IRAF² を最低限使用出来ることを前提とした, 可視光域撮像観測データの解析方法を紹介する。なお本稿では観測時に取得される画像 1 枚をフレームと呼ぶことにする。また本稿中でファイル名をイタリック表記した場合, そのファイル名は任意に指定出来ることを意味するものとする。

また本項の 2005 年版を参考に, 本原顕太郎氏 (東大理天文センター) が近赤外線撮像データ用の解析マニュアルを作成されました。将来的には本稿と合併させることで, より汎用性の高いマニュアルに出来ると嬉しいなあと企んでいます。

²IRAF = Image Reduction and Analysis Facility: アメリカの国立光学天文台が開発・提供・サポートしている

目次

第 I 部 整約 (リダクション) 法	5
1 データ整約 (リダクション) とは?	5
2 整約 (リダクション) の概要	5
3 整約 (リダクション) の具体的作業	6
3.1 ダーク・フレーム引き	6
3.2 バイアス・フレーム引き	6
3.3 感度むら補正	7
3.3.1 フラット・フレームの作成	7
3.3.2 フラット・フィールドイング	8
4 スカイ引き	8
4.1 IRAF/IMSURFIT を使う	8
4.2 MEDIAN を使う	9
4.3 MODE を使う	9
4.4 イメージの mode 値を使う	9
4.5 SPIRAL/SKYSUB を使う	9
5 合成前の微調整	10
5.1 Seeing サイズの調整	10
5.1.1 GAUSS を使用する	10
5.1.2 STSDAS/lucy を使用する	10
5.2 天体シグナルのレベル調整	10
5.3 パッド・ピクセルの処理	11
6 フレームの合成	11
6.0.1 IMCOMBINE の offsets オプションの使用	11
6.0.2 IMSHIFT の使用	12
6.0.3 SPIRAL/imregist の使用	12
7 コスミック・レイの除去	12
8 追補: 輝線撮像データ解析のために	12
8.1 輝線撮像データ整約の原理	12
8.2 オン点画像とオフ点画像の位置合わせ	13
8.3 オン点画像とオフ点画像の seeing サイズ合わせ	13
8.4 オン点画像とオフ点画像の連続光成分レベル合わせ	13
8.5 より精密な連続光成分のレベル合わせ	14
第 II 部 等級較正 (キャリブレーション) 法	15

9	較正 (キャリブレーション)って何？	15
9.1	較正 (キャリブレーション) の原理	15
9.2	空気量 (エアマス) の補正	16
9.3	フィルター・システムの差異 ~ 色 (カラー) 補正	17
10	キャリブレーションの具体的方法	18
10.1	考慮すべきパラメータのまとめ	18
10.2	色変換係数が既知の場合	18
10.3	色変換係数が未知の場合	19
10.4	等級と表面輝度のゼロ点の違い	19
11	色・色変換について	20
12	測光用ツール	20
12.1	APPHOT	20
12.2	DAOPHOT	21
12.3	DoPHOT	21
12.4	Source Extractor(SExtractor)	21
12.5	FOCAS	21
12.6	SKYCAT/GAIA	21
13	標準星のカタログおよび各種システム変換	21
13.1	測光標準星 (可視域)	22
13.2	測光標準星 (近赤外域)	22
13.3	分光測光標準星	23
13.4	各種システム変換係数	24
第 III 部 撮像データ分析法		25
14	データからどういう情報を得るか？	25
15	各種情報分析法	25
15.1	距離の導出	25
15.2	限界等級の見積もり	26
15.3	見かけ等級の導出	26
15.4	等級から flux density への変換	27
15.5	等輝度線 (コントア・マップ) の描き方	27
15.6	表面輝度プロファイルの調べ方	27
15.7	絶対等級の導出	28
15.7.1	考慮すべき減光要因	28
15.7.2	Galactic extinction: Δm_g	28
15.7.3	Internal extinction: Δm_i	28
15.7.4	K-dimming: Δm_k	29
16	参考文献	29

第I部

整約(リダクション)法

1 データ整約(リダクション)とは?

観測直後で人による解析作業を全く経ていないデータを生データ (raw data) と呼ぶ。生データには目標天体からのシグナル以外にも以下のような信号成分が含まれている。

1. 天体からのシグナル：これだけが欲しい!!
2. ダーク：CCD チップ内で生じる熱電子によるノイズ成分
3. バイアス：信号読み出し時に付与される嵩上げ成分 (しかし、これによって線型性とポアソン・ノイズのマイナス成分が確保される)
4. コスミック・レイ：地球外から飛来し、地球大気を通過してきた宇宙線成分
5. スカイ：バックグラウンド成分や背景光成分とも呼ばれ、天体以外の空からのフォトン成分。その起源は大気光 (air glow) や空間的に分解されない無数の遠方天体からの光、そして都市光 (city light) などである。
6. ピクセルごとの感度ムラ：読んで字のごとく。普通、市販製の CCD カメラやデジタルカメラでは無視できるが、非常に暗い天体の光を検出する場合には、慎重に補正する必要がある。感度むらを補正するための画像を「フラット (flat)」と呼ぶ。

観測の生データは、以上のような様々な成分が次式のように混ざったものと考えて良い。

$$(\text{生データ}) = \{(\text{天体}) + (\text{スカイ}) + (\text{コスミック・レイ})\} \times (\text{感度むら}) + (\text{バイアス}) + (\text{ダーク}) \quad (1)$$

この (生データ) から (天体) 信号のみを取り出す作業を整約 (reduction: リダクション) と言う。この一連の作業によってノイズ成分やデータ総量そのものが減るため、このように呼称するらしいが、真実か否かは本稿執筆者は知らない。

2 整約(リダクション)の概要

式 (1) に従うのであれば、整約は生データからダーク成分・バイアス成分を差し引き、感度むらを除算によって補正して、最後にスカイ成分を引けば完了である。ここで感度むら補正することをフラット・フィールドイング (flat fielding) と言う。通常の観測ではターゲット天体の観測時に、ダーク成分・バイアス成分・感度むら補正用のフレームを同時に取得する。さらにこれらは高い S/N (signal to noise ratio) の画像を作成するため、それぞれ複数フレームを取得するのが普通である。またスカイ成分の差し引きを行ったフレームに対して、必要であればさらにコスミック・レイ (cosmic rays) の除去処理を行うこともある。

結局、整約とは 2 次元画像の四則演算処理を行うことで、(生データ) から (天体) 成分のシグナルを取り出すことに他ならない。IRAF にはこのために “imarith” というタスクが用意されており、データ整約では、主にこのタスクを使うことになる。さらに複数フレームの画像を取得した場合、これらを合成することで S/N の向上を図るが、この場合には “imcombine” というタスクを使用する。

3 整約 (リダクション) の具体的作業

3.1 ダーク・フレーム引き

研究観測に供される可視光 CCD では、普通ダーク成分は殆んど無視できるため、この作業は省略されることが多い。しかし本稿は初心者を対象に記したものであるため、敢えてダークに関する作業も記しておく。

前述したようにダーク・フレーム用の画像は、数枚から数 10 枚取得されているはずである。まずはこれらを平均して最終的に一枚のダーク・フレームをつくる。ただし、ダークは時間依存するケースがあるため、積分時間毎に複数フレームを取得しておかねばならないことも多い。この場合は勿論、積分時間毎に別々にダーク・フレームを作成する。

例えば、ダーク・フレーム用画像のファイル名を、縦一列にならべたテキストファイルのリスト (*dark.lst*) を用意する。そして、IRAF 上で次のようにすれば、*cdark.fits* というダーク・フレームを作成することが出来る。

```
imcombine @dark.lst cdark.fits combine=average
```

ただし実際には `reject=sigclip hsigma=3 lsigma=3` というオプションをつけて以下のようにした方が経験的にベターであると言われている。

```
imcombine @dark.lst cdark.fits combine=average reject=sigclip hsigma=3 lsigma=3
```

続いてダーク・フレームを差し引くべき画像のファイル名をならべたリスト (*rawdata.lst*) と、ダーク差し引き後のファイル名をならべたリスト (*dsub.lst*) を用意して、

```
imarith @rawdata.lst - cdark.fits @dsub.lst
```

とすれば、必要な全ての生データ (*rawdata.lst* の中身) からダーク (*cdark.fits*) を差し引くことができ、ダークを差し引いた画像は *dsub.lst* の中で指定したファイル名で保存されることになる。

ここで注意してもらいたいのは、ここで作成した *cdark.fits* にはバイアス成分も含まれている、ということである。つまり生データから *cdark.fits* を引くことでダーク成分のみならずバイアス成分も同時に差し引きを行っていることになる。従ってダークの差し引きを行った場合は、次節の「バイアス・フレーム引き」を行う必要は無いことに注意して欲しい。

3.2 バイアス・フレーム引き

バイアス・フレーム用の画像も大抵数枚から数 10 枚取得される。まずはこれらを平均して最終的に一枚のバイアス・フレームをつくる。ダーク・フレーム作成時と同様に例えば、各バイアス用フレームのファイル名を縦一列にならべたリスト (*bias.lst*) を用意して、次のようにすれば、最終的な *bias.fits* というバイアス・フレームを作成することが出来る。

```
imcombine @bias.lst bias.fits combine=median
```

この場合も、オプションの `combine` は経験的に “median” がベターと言われているが、ここを “combine=average” として、さらに “reject=sigclip hsigma=3 lsigma=3” とする研究者も同じ数ほどいるだろう (ここは根拠

less)。続いてバイアス・フレームを引くべき画像のファイル名をならべたリスト (*data.lst*) と、バイアス・フレームを差し引いた後のファイル名をならべたリスト (*bsub.lst*) を用意して、

```
imarith @data.lst - bias.fits @bsub.lst
```

とすれば、*data.lst* 内に名称を記述した全ての画像から、バイアス *bias.fits* を差し引くことができ、バイアスを差し引いた画像は *bsub.lst* の中で指定したファイル名で保存されることになる。

前述したように、ダーク・フレームの差し引きを省略できるのであれば、*data.lst* の変りに *rawdata.lst* を入力して *bias.fits* を差し引けば良い。ダーク・フレームの差し引きを行うのであれば、この処理の時に、同時にバイアス信号も差し引かれるため、特にバイアス・フレームを意識する必要は無い。

3.3 感度むら補正

既に述べたように、感度むら補正を行うことをフラット・フィールドイング (flat fielding) と言い、そのために用いられる画像をフラット・フレームと呼ぶ。フラット・フレームは一樣光を当てた時の各ピクセルの応答 (レスポンス) を示した画像になっている。またフラット・フレームの作成方法は幾つか考案されており、日没後薄明終了までの時間帯、または薄明開始後日の出まで時間帯の空を撮影することで得られるものをトワイライト・フラット (twilight flat) と呼ぶ。なるべく明るい星が少ない天域を撮影することで得られるものをスカイ・フラット、中でもターゲット天体自体が写っているフレームを用いて作るスカイ・フラットを、特にセルフ・フラットと言う。本来ならばスカイ・フラットやトワイライト・フラットを用いてフラット・フィールドイングを行うことが望ましいとされているが、気象条件やスカイレベルの変動の早さ、CCD カメラの読み出し時間などを考えると、観測夜毎にトワイライト・フラットやスカイ・フラットを取得するのは極めて困難である。そのため、現在では望遠鏡ドームの内側にスクリーンを用意し、これに一樣光を照射して撮影するドーム・フラットを用いるのが一般的になっている。しかし、高い精度を必要とする観測ではトワイライト・フラットまたはスカイ・フラットを使う必要がある。

なお CCD チップには波長感度特性がある (波長で感度が異なる) ため、フラット・フレームはフィルターバンド毎に作成する。また本稿ではドーム・フラットの作成を前提として以下の話を行う。

3.3.1 フラット・フレームの作成

フラット用の画像も通常は 10 枚 (セルフ・フラットの場合は存在する天体フレーム全てを使うために数 10 枚というケースもしばしばある) 程度取得されることが多いだろう。生のドーム・フラット画像からダーク成分とバイアス成分を差し引き、続いて個々のフラット・フレーム用画像のピクセル・カウントのモード値 (またはメジアン値) を求める。そしてその値で各々のフレームを割って (規格化することで) レベル合わせを行う。具体的にはフラット・フレーム作成用のファイル名をならべたリスト (*bsflat.lst*, ここではバイアス差し引き済みのものからフラット・フレームを作成する) を用意して、

```
imstat @bsflat.lst fields=mode format=no > bsflatmode.dat
```

とすると、各フラット用フレームのモード値が *flatmode.dat* という名前のテキストファイルで出力される。もしもモード値ではなくメジアン値でレベル合わせするのであれば “fields=midpt” とすれば良い (IRAF のバージョンによっては上手く行かないかも?)。

続いて規格化 (normalize) した各フラット用フレームのファイル名をならべたリスト (*nmflat.lst*) を用意して以下のようにすれば、各モード値でレベルを合したフラット用フレームが、*nmflat.lst* に記した名前で保存される。

```
imarith @bsflat.lst / @bsflatmode.dat @nmflat.lst
```

これで、各フラット・フレームのレベル合わせが完了した。最後に、

```
imcombine @nmflat.lst flat.fits combine="median"
```

とすれば、*flat.fits* という名前の最終的なフラット・フレームが完成する。後はこの作業をフィルター毎に行えば良い。

3.3.2 フラット・フィールドイング

次に実際に天体を撮像した各フレームのフラット・フィールドイングを行なう。ダークとバイアスの差し引きの済んだ天体フレームのファイル名を縦一列にならべたリスト (*bsobj.lst*) とこれらのフラット・フィールドイング後のファイル名を縦一列にならべたリスト (*ffobj.lst*) を用意する。そして、

```
imarith @bsobj.lst / flat.fits @ffobj.lst
```

とすることで、*ffobj.lst* 内に指定したファイル名でフラット・フィールドイング済みのフレームが保存される。これで、天体フレームのピクセル感度むらが補正できたことになる。

なお画像処理で最も重要なポイントがこのフラット・フィールドイングであることを心に留めておいて頂きたい。

4 スカイ引き

最後にスカイ引きを行なう。スカイ引きにも幾つか方法があるが、ここでは代表的とも思える方法を幾つか紹介しておく。

4.1 IRAF/IMSURFIT を使う

ある意味これが一般的と言えるかもしれない。動作概念としては、天体のイメージを思いっきりピンボケさせたイメージを作り (勿論ある程度明るい値を持つピクセルは天体として無視する)、それをスカイとして元のイメージから差し引く、というものである。以下のように入力すれば、フラット・フィールドイング済みのイメージ (ここではファイル名を列挙したリスト *ffobj.lst* を用意した) から、スカイを差し引いたイメージ (ここではスカイ差し引き後のイメージ名を列挙したリスト *ssobj.lst* を用意した) を作成してくれる。実際には下の書式に *xorder=? yorder=? xmedian=? ymedian=?* というオプションをつけるのが普通である (?には適当な数字を入れるが、*xorder,yorder=0~4*, *xmedian,ymedian=32~256* 程度だろうが、実際には様々な CCD のフォーマットが存在するためケース・バイ・ケースである、いろいろと試してもらいたい)。ここで *xorder,yorder* はスカイを何次の多項式平面でフィットするかを決めるパラメータ、*xmedian,ymedian* はフィットをどのくらいピクセル領域で平滑化するかを決めるパラメータである。

```
imsurfit @ffobj.lst @ssobj.fits type_ou=residual
```

またオプション *type_ou* を *fit* にすれば差し引かれるはずのスカイのイメージが出力される。

4.2 MEDIAN を使う

はっきり言って普通はこのタスクを使ってスカイの差し引きなどしない。言うならば `imsurfit` の中で簡略化されているピンボケ化(?) を丁寧に計算しているだけであって、時間が滅茶苦茶かかる割りには `imsurfit` に比べて格段に良いとは言えない。強いて言うなら、多項式でスカイがフィット出来ないときには使う意味があるかもしれない。しかしそのようなデータはどこまで信用出来るだろうか? とにかく書式としては、

```
median (input image name) (output image name) xwindow=? ywindow=?
```

と入力すれば良い。勿論オプション `xwindow`, `ywindow` には適当な数字を入れる必要がある (`xwindows`, `ywindows`=32~256 くらいだろうか?)。またこれで出力されるのはスカイのイメージであることに注意して欲しい。従ってフラット・フィールドニング済みのイメージから、さらにこれのできたスカイの画像を差し引く必要がある。

4.3 MODE を使う

基本的には先の MEDIAN タスクと同じである。アルゴリズムとしてスカイ決定の際に MEDIAN を使うか MODE を使うかだけの問題である。従って普通はこのタスクを使ったスカイの差し引きなどはしない。やっぱり計算時間が滅茶苦茶かかる割りには `imsurfit` に比べて格段に良いとは言えないのである。結局は多項式でスカイがフィット出来ないという異常時に使うくらいだろう。でもやはりそんなデータでサイエンスを行うことは難しいだろう。書式としては、

```
mode (input image name) (output image name) xwindow=? ywindow=?
```

と入力すれば良い。勿論オプション `xwindow`, `ywindow` には適当な数字を入れる必要がある (`median` に同じ)。また MEDIAN 同様、これで出力されるのはスカイのイメージである。

4.4 イメージの mode 値を使う

フラット・フィールドニング済みの各イメージのモード値をスカイと思って、その値を差し引くという方法もある。手順としてはフラット・フレーム作成方法と類似しており、`imstat` と `imarith` を組み合わせて使用する訳だが、やっていることは `imsurfit` の `xorder=0 yorder=0` オプション指定と大差は無い。

4.5 SPIRAL/SKYSUB を使う

少々面倒だが、SPIRAL(Surface Photometry Interactive Reduction and Analysis Library: <http://jaipa.nao.ac.jp/Member>) がインストールされていて IRAF から使用できるようになっているのであれば、SPIRAL 中の `skysub` タスクを使うことをお勧めする。具体的な使用方法はここでは省くが、パラメータ・ファイルを覗けばだいたい使い方は分かるだろう(かなり不親切な説明で申し訳ない)。動作概念としては、1) オブジェクトをマスクし、2) スカイを多項式でフィットして、3) 差し引く、という作業を一連の動作で行ってくれるというものである。特に視野全体に対するスカイの差し引きでは、`imsurfit` よりも強力である、との報告(噂)もある。

5 合成前の微調整

スカイの差し引きが終われば、各フレーム単体でのリダクションは終了である。次は、同一天体に対する複数のフレームに対して位置合わせを行い、それらを合成する処理を行う。これによってターゲット天体の S/N を高め、より高精度の情報を得ることが可能となる。しかし場合によっては、その前に行っておくべき画像処理が存在する。Seeing サイズと天体シグナルのレベル合わせである。これはどちらも気象条件が不安定であるサイトに独特の処理と言えるかも知れない。

5.1 Seeing サイズの調整

同一のターゲット天体に対して、複数のフレームを取得することは決して珍しいことではない。しかしデータ取得中に気象条件が変化し、各フレームで seeing サイズが大きく変わるようなことが起こると、それをそのまま画像合成することで artificial な構造を作り出してしまうことがある。そこで合成前の各フレームの seeing サイズを imexam で測定し、seeing サイズが大きく変わっているようであれば、何らかの方法で各フレーム間の seeing サイズを合わせる必要がある。

5.1.1 GAUSS を使用する

IRAF にデフォルトで用意されている機能として gauss タスクがある。これは画像に Gaussian フィルターをかけてピンボケ (?) させた画像を出力するタスクである。入力すべき情報は input file 名, output file 名, Gaussian フィルターの半値幅程度である。Gaussian フィルターをかけるポイントとしては、最も seeing サイズが大きいフレームに合わせることである。もしも取得したフレームの多くの seeing サイズが小さい場合には、わざわざ seeing サイズを大きくしてまで画像合成する (積分時間を増やす) 必要があるか吟味して欲しい。

5.1.2 STSDAS/lucy を使用する

もしも STSDAS(=Space Telescope Science Data Analysis System: http://www.stsci.edu/resources/software_hardware/stsdas) がインストールされ IRAF から使用できる状態にあれば、この中に用意された一連の画像復元系のタスクを使うことが出来る。その中でも LUCY は使用方法が用意である。このタスクの動作概念は与えられた PSF (=Point Spread Function) を元にして、ピンボケ前の画像を再構成しようというものである。基本的には「処理前の画像ファイル名」「処理後の画像ファイル名」「PSF 画像」の三つを指定すれば良い。ただし注意点が二つある (らしい。筆者はきちんと確認していないのだ)。一つは与える「PSF 画像」の総カウント数を 1 に規格化しておかねば処理の前後でカウント数 (要するにフォトン数) が保存されないこと。もう一つはこのタスク自身は本来無限である級数展開を、有限項で打ち切るために artificial な構造や数値が残ってしまう可能性があり、また誤差評価が難しいという点である。筆者が経験したものでは、処理後の画像に「与えた PSF 画像サイズの正方形」のモザイク状模様が生じた、というものがある。

5.2 天体シグナルのレベル調整

観測中に変化するのは seeing ばかりではない。例え観測中の天候で常時快晴であっても、高度による大気の厚み (airmass = エアマス) が変わることによって天体からのシグナル・レベルは変化してしまう (「可視光域撮像データ・キャリブレーション法」参照)。また当たり前だが観測中に雲が通過したり、反対に肉眼では気付かないような薄曇りが途中で晴れるような場合でも、天体のシグナルレベルはフレームによっ

て異なってしまふ。このような場合は適当な定数を乗じることによって、全てのフレームのシグナル・レベルを合わせた上で、画像合成を行わねばならない。どのようなフレームを基準にしてレベル合わせをするかは、以下のようなことを考慮すればよいだろう。

- 全フレームに写っている同一の天体で規格化する。この場合は例え気象条件の変動が大きくても画像合成は可能になるが、キャリブレーションの際に必要な露光時間の情報が全く失われてしまふ。
- 明らかに快晴時のフレーム (可視光モニターや中間赤外線モニターの情報から判断する) にレベルを合わせる。
- 比較する測光標準星と同じ高度 (と言うか airmass) で観測したフレームにレベルを合わせる。

画像間のレベル調整には IRAF の `imarith` を使うのが普通であろう。

5.3 バッド・ピクセルの処理

フレームに使用に耐えないバッド・ピクセルやバッド・カラム (バッド・ピクセルが直線状に並んだもの) がある場合には、1) そのピクセルまたは領域を指定して周辺のピクセル値から内挿して補正する、2) バッド・ピクセル・マスクを作成・登録して、フレーム合成の際にはその部分を使用しないようにする、の2通りの処理方法がある。本稿では1)の方法を紹介する。

IRAFの場合、ピクセル領域の指定は“`x1:x2 y1:y2`”というピクセル座標で表現され、このセットを縦に並べたテキスト・ファイルをバッド・ピクセル領域のデータとして使用する。画像ファイルに対してバッド・ピクセル領域を内挿・補正するタスクは `fixpix` であり、画像ファル (`image1.fits`) に対してバッド・ピクセル領域のデータ (`badpix.dat`) を指定して処理するには、

```
fixpix image1.fits badpix.dat
```

とすれば良い。

ただしバッド・ピクセル領域に天体が重なっている場合は、内挿処理をすることで、却って artificial な構造を作り出すこともあるので注意が必要である。`image1.fits` は勿論ファイル名を列挙したリストでも OK。

6 フレームの合成

各フレームを合成する前に、後一つだけ作業が残っている。各フレームの位置合わせである。ただし使用するタスクによっては、フレーム間の位置あわせは合成の際に同時に行える場合もあるので注意してもらいたい。位置合わせの方法としては以下に紹介する三つの方法がある。なお画像合成に使用する IRAF のタスクは基本的には `imcombine` である。

6.0.1 IMCOMBINE の `offsets` オプションの使用

筆者はこれが一番シンプルな位置合わせの方法と考えている。各フレーム上での同一天体の座標を逐一記録したテキストファイルをつくり、`imcombine` の `offsets` オプションでそのファイル名を指定すれば自動的に x, y 方向にシフトした上でイメージの合成を行ってくれる。座標を記録したテキストファイルの作成には `imexam` を使用すれば良い (正確には全ての x, y 座標の値にマイナスを付ける必要がある)。ただしこの際の画像移動は1ピクセル単位でしか行ってくれないことに注意して欲しい。

6.0.2 IMSHIFT の使用

IRAF の `imshift` というタスクを使うという方法もある。これは x 方向, y 方向へのシフトのみであるが, やはり 1 ピクセル単位以下の画像移動を行ってくれる。使い方は `imshift` のパラメータ・ファイルを参照のこと。簡単なので, 多分見れば分かるだろう。

6.0.3 SPIRAL/imregist の使用

`SPIRAL/imregist` が使えるのであれば 1 ピクセル単位以下の x 方向, y 方向へのシフト, 加えて回転, 拡大縮小が可能となるが, 作業としては繁雑になる。ここでは説明は省くが `skysub` 同様使ってみればすぐに慣れるだろう。ただし回転や拡大縮小までも合わせようとすると, 全体的に星像が合わなくなったり (何となく矛盾するのだが), スカイのバックグラウンド・ノイズが大きくなるため, 余程のことがない限りは x, y 方向へのシフトのみにしておくべきだろう。また同様の現象はアストロ・アーツ社のステライメージ 3 でも確認している (後のバージョンで改良されたか否かは未確認)。

7 コスミック・レイの除去

コスミック・レイの除去には `IMRED/CCDRED/cosmicrays` というタスクを使うと良い (だろう多分, だって使ったことないもん)。撮像観測では通常複数のイメージを取るため, 最終的なイメージ合成の際に, `combine=average reject=sigslip hsigma=? lsigma=?` オプションを `imcombine` に指定することで, 殆どどのコスミック・レイは (結果的に) 除去される。イメージ枚数が多ければ `combine=median` オプションだけでも良いかも知れない。しかしイメージ枚数が 1 枚や 2 枚しかないときには, 前述した `cosmicrays` を使う必要がある。

また著者の最近の経験では合成枚数が少なくとも, バッド・ピクセルを内挿処理した上で `combine=median` オプションをつけて実行する方がコスミック・レイや CCD のスクラッチ模様が綺麗に消えるようである。

8 追補: 輝線撮像データ解析のために

8.1 輝線撮像データ整約の原理

撮像観測では, しばしば狭帯域もしくは中間帯域フィルターを用いた輝線撮像を行うことがある。輝線撮像観測では, 透過幅が比較的狭いフィルターを用いることで, そのフィルターに対応した輝線成分の画像を得ることができる。

この場合, 前述した式 (1) はさらに,

$$(\text{生データ}) = \{(\text{天体の輝線成分}) + (\text{天体の連続光成分}) + (\text{スカイ}) + (\text{コスミック・レイ})\} \times (\text{感度むら}) + (\text{バイアス}) + (\text{ダーク}) \quad (2)$$

と表わされる。輝線撮像は, 式 (2) 中の (天体の輝線成分) を取り出す事を目的とした観測であるため, そのためには, (天体の輝線成分) を含まない撮像観測をも同時に行わなければならない。もしも観測対象が観測機器の視野内に十分収まるようであれば, この場合の“(天体の輝線成分) を含まない撮像観測”とは, 輝線成分が存在しない (もしくは存在しても無視できるほど弱い) 波長帯に対応した狭帯域フィルターによる撮像観測に他ならない。この場合, 式 (1) は,

$$(\text{生データ}) = \{(\text{天体の連続光成分}) + (\text{スカイ}) + (\text{コスミック・レイ})\} \times (\text{感度むら}) + (\text{バイアス}) + (\text{ダーク}) \quad (3)$$

と表わされることになる。

式 (2) で表わされるような、輝線成分 (と連続光成分) を含む撮像データを“(輝線の) オン点”や“(輝線の) オン点画像”などと呼ぶことがある。同様に式 (3) で表わされるような帯域として輝線成分を含まない撮像データを“(輝線の) オフ点”や“(輝線の) オフ点画像”などと呼ぶ。ただし観測手法によっては、輝線成分を含むフィルターによる撮像であっても、視野内に輝線成分が検出されないことを前提に取得した画像を“オフ点画像”と呼ぶケースも普通にあるので注意する必要がある。

前節までの整約方法を、式 (2) および式 (3) に適応すると、最終的には“輝線のオン点画像”として、

$$(\text{天体の輝線成分}) + (\text{天体の連続光成分}) \quad (4)$$

が、“輝線のオフ点画像”として、

$$(\text{天体の連続光成分}) \quad (5)$$

が得られる。そこで式 (4) の“輝線のオン点画像”から式 (5) の“輝線のオフ点画像”を差し引くことによって、天体の輝線成分のみを取り出すことが出来る。ただし以上はあくまで原理に過ぎず、実際の解析では、両者の差し引きを行う前に、調整しておくべき幾つかの事項がある。なお以下に述べる各事項が、理想的に調整できれば、差し引き後の星像は完全に消えてしまい、そこに星が存在していたことさえ分からなくなるだろうが、実際にそこまで理想的に画像解析が上手くことも殆ど無いだろう。

8.2 オン点画像とオフ点画像の位置合わせ

“輝線のオン点画像”から“輝線のオフ点画像”を差し引く前に、両者の位置合わせを出来る限り精密に行っておく必要がある。両者のズレが1ピクセル以下であっても、差し引くと星像が三日月状や半月状に(正しくは星像の片方が明るく、他方が暗く)残ってしまい、輝線天体の検出に悪影響を及ぼすことになる。勿論完璧に位置合わせを行うことは不可能であろうが、見た目を良くするという意味も含めて、ベストを尽くすに超した事はない。

位置合わせには前述したように `imshift` や `SPIRAL/imregist` を使用するのが良いだろう。

8.3 オン点画像とオフ点画像の seeing サイズ合わせ

位置合わせ同様に、“輝線のオン点画像”と“輝線のオフ点画像”の星像サイズも合わせておく必要がある。位置合わせが高い精度で実現できても、両者の seeing サイズにズレがあると、差し引き後の星像はドーナツ状に明るく(もしくは暗く)残ってしまうだろう。

星像合わせには、やはり前述した `IRAF/GAUSS` などを使用するのが良いだろう。

8.4 オン点画像とオフ点画像の連続光成分レベル合わせ

“輝線のオン点画像”と“輝線のオフ点画像”の位置合わせと seeing サイズ合わせが完了すれば、最後に両者の連続光成分のレベル合わせを行えば、差し引き前の調整は完了である。そもそも式 (4) と式 (5) 中では“(天体の連続光成分)”の項の係数が暗に1となっている。しかし、フィルターの透過幅や CCD 感度の波長依存性などを考慮すると、この暗黙の了解は正しいことの方が少ない。それ故に両者のレベル合わせは必須の処理となる。

さて、輝線撮像で使用する狭帯域や中間帯域フィルターは、広帯域フィルターに比べて波長の透過幅が小さく、また輝線成分オン点用フィルターとオフ点用フィルターの中心波長は、非常に近い値に設定することが常であるため、両フィルター間での連続光成分の SED の形状はほぼ同じと見なして良いだろう(後述するが、これは多少危険な仮定である)。輝線成分オン点用フィルターとオフ点用フィルターの波長域では、輝線放射を行う天体に比べて、恒星の SED は比較的滑らかであり、この仮定を適応して良いだろう。そこ

で、両画像で共通の恒星の flux を測定し、その比の分だけを前述したように乗算してやれば、連続光成分のレベル合わせは完了である。勿論、恒星一つよりは多くの恒星の fluxes の比を測定すれば、レベル合わせの精度は向上する。

恒星 fluxes の測定は、IRAF/imexam の “a” コマンドや、IRAF/APPHOT などを用いれば良いだろう。

8.5 より精密な連続光成分のレベル合わせ

前節で輝線画像の整約について基本的な作業を解説した。その際に、輝線成分オン点画像とオフ点画像では、連続光成分の *SED* の形状はほぼ同じと見なした。しかし実際には、この仮定はそれほど正しいとは言えない (例えば様々なスペクトル型の恒星のスペクトルを思い出して欲しい)。従って、連続光成分をなるべく精密に再現するためには、最低限、輝線成分オフ点のフィルターを輝線成分オン点フィルターに隣接する短波長側と長波長側の両隣りに配置する必要がある (2009 年 11 月現在、木曾観測所 2kCCD 用狭帯域用フィルターセットは、その意味で不十分と言える)。

ここからはオフ点画像が輝線成分に対して短波長側と長波長側に一つずつ用意されている、という前提で話をを行う。

最も単純な方法としては、スカイ差し引き済の二つのオフ点画像の単純平均を取ることである。より精度良く作成するのであれば、輝線成分オン点用フィルターと二つのオフ点用フィルターの中心波長や有効波長 (フィルター関数を重みとして導出した波長) で重みを付けた平均画像を作成すれば良い。ただし、これらの処理によって、どの程度、輝線成分検出・測光の精度が向上するのか、本稿著者はこれを知らない。

第II部

等級較正(キャリブレーション)法

9 較正(キャリブレーション)って何?

9.1 較正(キャリブレーション)の原理

撮像観測には様々な目的がある。天体の位置を決める astrometry や、空間分布調査、特定の性質を持った天体の探索、変光天体のモニター観測、などである。そして大抵の観測研究を遂行するためには、観測した天体の明るさを精度良く測定しなければならない。

可視光および近赤外域での天体の明るさは、慣用的に「等級 (magnitude)」によって表現される。この等級という概念を持ち込んだのは、古代ギリシャ時代の天文学者ヒッパルコス (Hipparchus) であり、この概念を実用的なレベルにまで定量化したのは、19世紀の天文学者ポグソン (Pogson) である。現代の義務教育下で用いられる理科の教科書において、等級はしばしば「太陽を除いて、空で最も明るい恒星 (蛇足だが、この言い回しで自動的に月と惑星は除かれる) の平均的な明るさを 1 等級、目で何とか見える程度の暗い星の明るさを 6 等級とする。1 等級は 6 等級の 100 倍の明るさである」と説明される。これをそのまま受け入れるならば、 $\sqrt[5]{100} \approx 2.5$ なので、等級が 1 つ小さくなれば明るさは約 2.5 倍明るくなる。つまりある波長 λ における天体の明るさ、即ち天体からのフラックス密度 (flux density) F_λ ($\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{\AA}^{-1}$) に対して、 λ での等級 m_λ は、

$$F_\lambda \propto 10^{-0.4m_\lambda} \quad (6)$$

と表されることになる。簡単に説明しておく、10 の右肩の 0.4 は、等級が 1 つ変わると明るさが 2.5 倍変わることを示しており (2.5 は 0.4 の逆数である)、さらにこの直前の符号 “-” は、等級が小さくなる程、反対に天体が明るくなることを表している。そして何よりも、式 (6) の両辺が等式ではなく、比例式で結ばれている点は、「等級」という概念があくまで明るさの比を対数表示したものに過ぎず、物理単位としては不完全なものであることを意味している。つまり、どこかに「xx 等とは yy erg/s のことだよ」という基準を設ける必要があり、「目で見える最も暗い星を 6 等級」などと決めるのではなく、「これだけのエネルギーを放射する天体の明るさを xx 等級とする」という定量的な定義が必要となる訳である。歴史的にはこと座のベガ (α_{LYR}) を含む幾つかの同じ程度の明るい恒星の平均値を 0 等としている (「ベガを 0 等とする」というのは厳密には正しくないので注意、実際にベガは V バンドで 0.03 等級である)。

今、仮に比例定数 $F_{\lambda,0}$ を導入して式 (6) を、

$$F_\lambda = F_{\lambda,0} 10^{-0.4m_\lambda} \quad (7)$$

と表すことにする。 $F_{\lambda,0}$ は、天体からのフラックス密度と等級を具体的に結びつける値であり、これによって前述した「等級」という量の不完全性を補うことができる。さらに式 (7) の両辺の常用対数を取り、 $m_{\lambda,0} = -2.5 \log F_{\lambda,0}$ とおくと、次式、

$$m_\lambda = m_{\lambda,0} - 2.5 \log F_\lambda \quad (8)$$

を得る。この式は天体のフラックス密度 F_λ と等級 m_λ を結び付けるものであり、整約済みの撮像データに対して、何らかの方法で一旦 $m_{\lambda,0}$ を求めてしまえば、この画像中の全ての天体の等級が測定できることになる。この $m_{\lambda,0}$ は等級のゼロ点やゼロ点等級 (magnitude zero point) と呼ばれ、これを求める作業が「等級較正 (キャリブレーション: calibration)」に他ならない。整約済みの撮像データは、この等級較正を経て初めて、サイエンス・アウトプットを出すための情報源となる。

一般に、現代のデジタル機器を用いた観測では、天体の明るさは単なるカウント値 C_λ (単位は ADU: Analog-to-Digital Unit) で表現される。観測装置の線型性 (linearity) が保証される範囲では、 C は天体の

フラックス密度 F_λ に比例する量であるため、結局、式 (8) 中の F_λ を C_λ に置き換えて全く同じ議論が出来る。つまり、カウント値 C_λ と天体の等級 m_λ とは、改めて等級のゼロ点を $m_{\lambda,0} = -2.5 \log C_{\lambda,0}$ と置き直すことで、

$$C_\lambda = C_{\lambda,0} 10^{-0.4m_\lambda} \quad (9)$$

$$m_\lambda = m_{\lambda,0} - 2.5 \log C_\lambda \quad (10)$$

という関係になる。

前述したように、天体からのフラックス密度 F_λ と検出器によって取得されたカウント値 C_λ は比例関係にある。その比例係数を α とすると、両者の関係は、

$$F_\lambda = \alpha C_\lambda \quad (11)$$

と表わせる。等級較正とは、この比例係数 α を決めることと同義であるが、特に直接フラックス密度を導くような場合はフラックス較正 (flux calibration) と表現されることもある。

9.2 空気量 (エアマス) の補正

天体の正しい等級を見積もる際には、地球大気による減光の効果が大きな障害となる。大気外での天体の明るさを I_0 として、吸収係数を κ 、光路に沿った長さを x とすると、地表での天体の明るさ I は、

$$I = I_0 \exp \left[- \int \kappa dx \right] \quad (12)$$

で表される。

ここで平行平面の大気を考えて (大気の屈折は無視)、鉛直方向の距離を h 、天体の天頂距離を z として、天頂方向での吸収の厚みを κ_0 とすると、式 (12) の \exp の中は、

$$\int \kappa dx = \sec z \int \kappa dh = \kappa_0 \sec z \quad (13)$$

と表される。すると式 (12) は、

$$I = I_0 \exp [-\kappa_0 \sec z] \quad (14)$$

となり、両辺の常用対数を取って変形すれば、

$$-2.5 \log I = -2.5 \log I_0 + 2.5 \kappa_0 \sec z \log e \quad (15)$$

が得られる。 $-2.5 \log I_0$ 、 $-2.5 \log I$ はそれぞれ大気外、地表での天体の等級と解釈出来る。従って、この式は吸収係数 κ_0 と天体の天頂距離 z が決まれば、地表での天体の等級から大気外での天体の等級を求めることが出来ることを示している。

現実には、大気の屈折を考慮する必要があるが、また天頂距離 z が大きくなることによって (天体の高度が地平線に近付いてくると) 大気の平行平面性の仮定が成立しなくなる。結局、より実際のな式 (13) は、

$$\int \kappa dx = F(z) \kappa_0 \quad (16)$$

と表される。ここで $F(z)$ は空気量関数と呼ばれ、天頂付近では $\sec z$ と同じような振る舞いを示す。ベンポラド (Bemporad) は空気量関数について、表 1 のような計算結果を出している。

$F(z)$ を $\sec z$ の多項式で展開すると、

$$F(z) = \sec z - 0.0018167(\sec z - 1) - 0.002875(\sec z - 1)^2 - 0.0008083(\sec z - 1)^3 \quad (17)$$

となり、式 (17) を用いることによって $z < 80^\circ$ で誤差 0.1% 以下で近似できる。

表 1: 空気量関数

z	$\sec z$	$F(z)$	z	$\sec z$	$F(z)$
0°	1.000	1.000	60°	2.000	1.995
10°	1.015	1.015	65°	2.366	2.356
20°	1.064	1.064	70°	2.924	2.904
30°	1.155	1.154	75°	3.864	3.816
40°	1.305	1.305	80°	5.759	5.598
50°	1.556	1.554			

これで残りは吸収係数 κ_0 を求めるだけである。最も一般的な方法は、大気外での明るさ (等級) が既に分かっている天体を、様々な天頂距離 z で観測する方法である。このような天体 (普通は星) は既に多くの研究者によってカタログが用意されており、測光標準星 (photometric standard stars) と呼ばれる。ここで“標準星を観測している間の空の状態が一定である”と仮定する。そして観測された標準星の等級を m_{obs} 、カタログの等級を m_{cat} とすると、 $(m_{\text{obs}} - m_{\text{cat}})$ は $F(z)$ に対してほぼ一次式で減少する。この $(m_{\text{obs}} - m_{\text{cat}})$ と $F(z)$ の関係は、観測時の“天頂距離 z ”と“大気による減光の度合”の関係を示すものであり、エアマス・プロット (airmass plot) と呼ばれる。これを用いることによって、目標天体 (我々の場合は大抵が銀河) の大気外での等級を求めることができる。

さらに吸収係数は波長依存性を持つため、これを考慮し、改めて $\kappa_{\lambda,0}$ を導入すると、ある天体の等級 m_{λ} は、

$$m_{\lambda} = m'_{\lambda} + \kappa_{\lambda,0}F(z) \quad (18)$$

となる。ここで m'_{λ} は観測によって得られた等級、 $\kappa_{\lambda,0}F(z)$ は大気による減光量である。

ただしエアマス・プロットによって大気吸収の補正を行うためには、測光標準星に加えて s 目標天体を観測している間中ずっと空の状態が一定でなければならない (ほぼ一晩中を意味する)。特に日本のように天候が不安定な観測地では、この方法による測光は極めて困難である。

9.3 フィルター・システムの差異 ~ 色 (カラー) 補正

測光標準星は、標準測光システムのフィルターを用いて観測される。例えば Landolt (1992) の測光標準星は、Johnson-Cousins システムの U, B, V, R_C, I_C バンドでのカタログが用意されている。天体の測光を行う際には、エアマスの補正に加えて、観測に用いたフィルター・システムと、標準測光システムとの差異を補正する必要がある。これは一見、あらゆる観測機器に標準測光システムのフィルターを導入するだけで解決できるようにも思えるが、実際にはこの通りではない。その理由は、1) 全く異なる製造機器と全く異なる材質で、全く同じ感度曲線を製作することが常識的に不可能であること、2) 観測装置毎で使用される検出器 (CCD カメラ) の波長感度が大きく異なること、3) 光学系にも個別の波長依存性がある、などによる。実際には、光学系・検出器の波長感度とフィルター関数をコンボリューションしたものが観測システムの波長感度となる。当然の事ながら、これら全てを同一の波長感度に揃えるのは事実上不可能である。さらに同じ可視光帯でも、波長が長い方 (例えば R_C, I_C バンド) は大気減光に強く、反対に波長が短い方 (例えば U, B バンド) は大気減光による影響が大きい。従って、測光標準星とはいえ、そのスペクトルによって、大気量に対するフィルターバンド毎のレスポンスが異なってくる。これは大気量の補正と同時に、天体のスペクトル (即ちカラー) 毎のフィルターレスポンスによる違いをも補正しなければならないことを意味している。この補正を一般に色 (カラー) 補正と言う。このスペクトル (またはカラー、もしくは SED) 依存性は、標準測光システム下での等級 m_{λ} と、観測で得られた等級 m'_{λ} 、天体の色指数 $Col_n (n = 1, 2, 3, \dots)$ を

用いて、多項式、

$$m_\lambda = m'_\lambda + Col_1 \times color + Col_2 \times color^2 + Col_3 \times color^3 + \dots \quad (19)$$

で表される。ここで $color$ には、 $B - V$ や $g' - r'$ などの特定のフィルターシステムでの色を用い、 Col_n は n 次の色 (カラー) 変換係数 (color transformation coefficient) と呼ばれる。一般的には $color$ の 2 次以降は無視することが多いため (ここに高次多項式を持ち込むのは、あまり気持ちの良いものではないことが、分かって頂けるだろうか?)、 Col_1 を単に色変換係数と呼ぶことも、日常的にある。

10 キャリブレーションの具体的方法

10.1 考慮すべきパラメータのまとめ

式 (18) と式 (19) を用いて、エアマスおよび色補正を考慮すると、ある天体の標準測光システムでの等級 m_λ は、観測で得られる等級 m'_λ を用いて、

$$m_\lambda = m'_\lambda + a + Col_1 \times color + \kappa_{\lambda,0} F(z) \quad (20)$$

と表される。ここで a は、単純な露光時間や観測条件の違いで決まる 0 次的なゼロ点等級の差である。また、色変換係数 Col_1 が 0 に近いほど、フィルターシステムのスペクトル依存性は小さいと考えられる。さらに、 $\kappa_{\lambda,0}$ は観測夜毎に変わるが、 Col_1 は観測装置の大きな変更が無い限りは一定と考えて良い。

そこで実際の測光では、式 (20) を、

$$m_\lambda - m'_\lambda = a + Col_1 \times color + \kappa_{\lambda,0} F(z) \quad (21)$$

と変形し、 a 、 Col_1 、 $\kappa_{\lambda,0}$ をフリーパラメータとして、最小二乗法や主成分解析によってこれらを決定する。もしも Col_1 が既に導出されているのであれば、 a 、 $\kappa_{\lambda,0}$ をフリーパラメータとして、エアマス・プロットから最小二乗法でこれらを決定する。ただし、このような方法による測光は、標準星観測時間中の気象条件が一定であることが前提となる。勿論、式 (21) 中の $F(z)$ を $\sec z$ に置き換えても良い。

実際のキャリブレーションの作業としては以下のような手順を踏む。

10.2 色変換係数が既知の場合

1. 目標天体および測光標準星のイメージの一次処理を行う (整約, 第 I 部参照)。
2. 暫定的な等級のゼロ点 $m'_{\lambda,0}$ を設定し、 $m'_{\lambda,0}$ に対する測光標準星の等級 $m_{\lambda,\text{ins}}$ を測定する。この等級は観測から得られる、あくまで仮の値であり、このような暫定的な等級の値を、器械等級 (instrumental magnitude) と呼ぶ。天体の明るさ C_λ (ADU) と、 $m'_{\lambda,0}$ 、 $m_{\lambda,\text{ins}}$ は、前述したように、

$$m_{\lambda,\text{ins}} = m'_{\lambda,0} - 2.5 \log C_\lambda \quad (22)$$

という関係にある。

3. 同じ測光標準星であっても、必ずしも常に同じ露光時間で観測しているとは限らない。同じ天体でも露光時間が異なればデータ上でのカウント値 (ADU) は異なってしまう。例えば 10 分露光で 1000 (ADU) を示す天体に対して、10 分露光した場合、そのカウントは当然 1000 (ADU)、100 分露光した時には 10000 (ADU) になる。これらに対して暫定的な等級のゼロ点 $m'_{\lambda,0} = 30$ で測光すると、10 分露光データでは $30 - 2.5 \log 1000$ で 22.5 等、100 分露光データでは $30 - 2.5 \log 10000$ で 20 等、という値になってしまう。そこで、測光標準星、目標天体を撮像した際の露光時間を確認して、統一した露光時間に揃える必要がある。勿論、整約済画像を直接加工しても良いが、この場合は検出器の線形性などが分かり難くなるため、露光時間の違いなどによる補正値を求めておけば事は足りる。式 (20) および式 (21) 中では、まさしく、 a にこの補正値の意味を持たせている。

4. 色変換係数が既知であれば、測光標準星のカatalogに掲載されている等級値 $m_{\lambda, \text{cat}}$ と器械等級 $m_{\lambda, \text{ins}}$ の等級差 $m_{\lambda, \text{cat}} - m_{\lambda, \text{ins}}$ と $F(z)$ (もしくは $\sec z$) の関係、即ちエアマス・プロットを描く。観測時間中の気象条件が一定、かつ色指数が既知であれば、このエアマス・プロットは傾き m 、切片 n を用いて、一次式、

$$m_{\lambda, \text{cat}} - m_{\lambda, \text{ins}} = m \times F(z) + n \quad (23)$$

で表される。 $F(z)$ は式 (17) や表 1 で表わされ、フィッティングから m と n が求めれば、この観測夜の任意のエアマスに対する $m_{\lambda, \text{cat}} - m_{\lambda, \text{ins}}$ が分かることになる。

5. 前項で求めたエアマス・プロットから、目標天体を観測したエアマスに対する等級のゼロ点 $m_{\lambda, 0}$ を導く。

10.3 色変換係数が未知の場合

1. 目標天体および測光標準星のイメージの一次処理を行う (整約, 第 I 部参照)。
2. 暫定的な等級のゼロ点 $m'_{\lambda, 0}$ を設定し、 $m'_{\lambda, 0}$ に対する測光標準星の器械等級 $m_{\lambda, \text{ins}}$ を測定する。
3. 色変換係数が未知なので、式 (21) に対して、*color* には異なる波長帯の器械等級どうしの差 (instrumental color と言うのだろうか?) を用いて、 $a, Col_1, \kappa_{\lambda, 0}$ を最小二乗法で決定する。この作業は多少煩雑であるが、gnuplot のフィッティング機能などを使えば、それほど時間はかからないだろう。
4. 前項までの面倒な作業を避けたいのであれば、測光夜に複数の測光標準星を複数のフィルターを用いて観測し、予め精度の良い色変換係数を導出しておくのが良いだろう。

一旦、等級のゼロ点が決まってしまうと、あとは開口測光 (aperture photometry) しようが、表面測光 (surface photometry) しようが自由自在である。

10.4 等級と表面輝度のゼロ点の違い

特に注意すべき事項として、等級のゼロ点と表面輝度のゼロ点 (この表現が正しいのか否か筆者は知らない) を説明しておく。大抵のケースで、等級のゼロ点、すなわち、式 (10) 中の $m_{\lambda, 0}$ が決まれば、測光作業は終わったことになる。つまり一旦、 $m_{\lambda, 0}$ が導かれれば、あとは測光したい天体から検出されたカウント数を式 (10) に入力することで、その天体の等級が得られることになる。ただし、幾つかのケースでは (特に extended sources の研究では頻繁に)、天体の表面輝度を調べる必要がある。表面輝度とはある天域の単位立体角あたりからやってくる電磁波強度であり、 mag arcsec^{-2} などの単位で表現される。

表面輝度を求める作業を表面測光と呼ぶが、この時に注意すべきは、等級のゼロ点を決めるだけでは表面測光が行えないという点である。表面輝度は、いわば明るさの密度という次元を持っているため、等級のゼロ点の値と同時に、その撮像データの、1 ピクセルが見込む視野サイズの値が必要になる。このように考えると、等級のゼロ点とは、その撮像データにおいて 1 ピクセル、1ADU あたりの等級を意味していることが理解できるだろう。それ故に、表面測光を行う場合には、 1 arcsec^2 、1ADU あたりの等級を意味する表面輝度のゼロ点 $\mu_{\lambda, 0}$ を導出しなければならないのである。表面測光を行うためのパッケージやソフトウェアでは、等級のゼロ点と 1 ピクセルあたりのサイズを入力させるものの、表面輝度計算の際には、ピクセルサイズを考慮しないものも複数見られるので注意する必要がある (各自確認されし)。

ただし、等級のゼロ点 $m_{\lambda, 0}$ と表面輝度のゼロ点 $\mu_{\lambda, 0}$ の間には、次のような簡単な関係がある。即ち、撮像データ 1 ピクセルが見込む視野サイズを $1(\text{pixel}) = S(\text{arcsec}^2)$ として、 1 arcsec^2 あたりのカウント数 (ADU) に注目すると、式 (9) から、

$$\frac{1}{S} C_{\lambda} = \frac{1}{S} C_{\lambda, 0} 10^{-0.4 m_{\lambda}} = C''_{\lambda, 0} 10^{-0.4 \mu_{\lambda}} \quad (24)$$

が得られる。 $C''_{\lambda,0}$ は便宜的に導入した表面輝度の次元を持つ比例定数である。ここでは既に 1 arcsec^2 あたりの天域に注目しているため、式 (24) 中の m_λ は実質 μ_λ と等しい。従って、式 (24) を変形して、

$$-2.5 \log C_{\lambda,0} + 2.5 \log S = \log C''_{\lambda,0} \quad (25)$$

となり、また $m_{\lambda,0} = -2.5 \log C_{\lambda,0}$ であるから、さらに改めて $\mu_{\lambda,0} = -2.5 \log C''_{\lambda,0}$ を導入すると、

$$m_{\lambda,0} + 2.5 \log S = \mu_{\lambda,0} \quad (26)$$

が得られる。この $\mu_{\lambda,0}$ は撮像データ $1(\text{arcsec}^2)$, $1(\text{ADU})$ あたりの等級を示す値であり、本項で議論している表面輝度のゼロ点に相当する値であることが分かる。

11 色・色変換について

前節では、観測によって得られた器械等級から、標準測光システムでの等級を導出する方法を議論した。これと同様の議論が、天体の色についても成立する。即ち、二つの波長帯 λ'_1 , λ'_2 ($\lambda'_1 < \lambda'_2$) の撮像観測から得られた器械等級を $m_{\lambda'_1}$, $m_{\lambda'_2}$ と表すことにすると、観測から得られた天体の色 $m_{\lambda'_1} - m_{\lambda'_2}$ は、光学系・フィルターの波長依存性や露光時間、エアマスなどの効果によって、対応する標準測光システムでの色 $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$ と次のような関係にあると考えられる。

$$(m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) = p_{1,2} + q_{1,2}(m_{\lambda'_1} - m_{\lambda'_2}) + r_{1,2}F(z) \quad (27)$$

ここで、 $p_{1,2}$ は積分時間や気象条件による 0 次的な色のゼロ点の違い、 $q_{1,2}$ は色の依存性の 1 次項の係数 (等級の時と同様に 2 次項以降は無視している)、 $r_{1,2}$ はエアマスによる効果を示しており、場合によっては $F(z)$ を $\sec z$ と置いても構わない。

複数の色の測光標準星に対して、異なる幾つかのエアマスで多色撮像観測を行うことで、 $p_{1,2}$, $q_{1,2}$, $r_{1,2}$ を求めることが出来る。特に、 $p_{1,2}$, $r_{1,2}$ は気象条件などによって観測夜毎に異なるが、 $q_{1,2}$ は光学系やフィルターの波長依存性に起因する値であるため、理想的には、機械系の大きな変更や劣化などが生じていない限りは全ての観測で共通の値となる。これら各係数を導くことで、式 (27) によって、観測で使用したフィルターシステムから、標準測光システムへの色の変換が可能になる。この係数 $q_{1,2}$ を色・色変換係数 (color-color transformation coefficient) と呼ぶ。

12 測光用ツール

ゼロ点較正や天体の測光を行うためには、少なくとも天体の器械等級 m'_λ を導出する必要がある。IRAF にはその為に必要なパッケージが豊富に用意されているが、具体的な説明を始めてしまうと、殆んどそのままパッケージの使用方法になってしまうため、これはそれぞれのオンライン・ヘルプや「楽しい IRAF」に付属した各種簡易マニュアルに任せることにしたい。本節では、主な測光用パッケージの簡単な紹介にとどめておく。

12.1 APPHOT

IRAF 上から使用するパッケージ。あらかじめ円形 (方形も可) の天体領域と円環形のスカイ領域を指定し、任意の等級のゼロ点を与えれば、円形天体領域内のトータル・カウント値から器械等級を出力してくれる。その際には、天体領域のカウントからスカイ領域のカウントを差し引くようになっているため、撮像データは必ずしもスカイの差し引きをしておく必要はない。

12.2 DAOPHOT

IRAF 上から使用するパッケージ。撮像データ内の天体から Point Spread Function (PSF) を計算し (PSF の情報を手動で入力も出来るらしい), それを用いて星のピーク値から Gaussian profile のモデルを介してカウント値を計算する。従って当然のことながら点源の測光にしか使用できないが, その代わりに, 天体が込み入った天域でも測光が可能である。詳しくは Stetson, P. B. 1987, "DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry", *PASP*, 99, 191-222. を参照のこと。

12.3 DoPHOT

IRAF/DAOPHOT 同様に, PSF フィッティングによる点源の測光を行うツール。すいません, 筆者は使ったことないです。動作原理は Schechter, P. L., Mateo, M. & Saha, A. 1993, "DoPHOT, A CCD Photometry Program: Description and Tests", *PASP*, 105, 1342-1353. を参照のこと。

12.4 Source Extractor(SExtractor)

IRAF とは独立に使用する測光用ソフトウェア。語源は Source Extractor である。基本的には“スカイ揺らぎの何 σ (および最小ピクセル数)”を条件として天体の検出を行い (暫定的な等級に対する表面輝度, という指定も可), そのコントア内のトータル・カウント値から器械等級を計算してくれる。動作原理などは Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, "SExtractor: Software for source extraction", *A&AS*, 117, 393-404. を参照のこと。

なお, このパッケージを動かす時にはパッケージ名の冒頭 3 文字を入力するそうである (ドキドキ)。

12.5 FOCAS

IRAF 上から使用できるパッケージであり, 語源は Faint Object Classification and Analysis System であり, 決して Faint Object Camera And Spectrograph for the subaru telescope ではない。基本概念は SExtractor と殆んど同じであるが, このパッケージで解析出来る画像データのフォーマットが INT 型のみである (らしい) ため, 今となっては使用する人はいないだろう, 多分。詳しくは, Jarvis, J. F. & Tyson, J. A. 1981, "FOCAS - Faint Object Classification and Analysis System", *AJ*, 86, 476-495. を参照のこと。

12.6 SKYCAT/GAIA

IRAF とは異なるパッケージ SKYCAT の add-on ソフトである。Aperture の形を好みの楕円形に設定できるため, 銀河のマルチバンド・イメージの測光には大いに役立つ。あまり詳しくはないが, Draper, P. W. 2000, "GAIA: Recent Developments", *ASP. Conf. Ser.*, 216, 615-618. を参考にして頂きたい。

ここで紹介したパッケージを使うことによって, 天体の測光を行うことが可能である。それぞれのパッケージには長所短所があるが, 詳細はゼロ点決定後の撮像データ・解析法で述べることにする。取り合えずはゼロ点の等級を決定して欲しい。

13 標準星のカタログおよび各種システム変換

最後に可視域および近赤外域で観測された, 測光標準星 (photometric standard stars) と分光測光標準星 (spectrophotometric standard stars: 本稿では特に説明しなかったが) のカタログとして使える論文を幾つか掲げておく。と, 言うかこれは筆者の備忘録である。

13.1 測光標準星 (可視域)

- Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340-371, 436-491.
(Johnson-Cousins U, B, V, R_C , and I_C , pointing charts 有り)
- Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 372, 376.
(Johnson-Cousins U, B, V, R_C , and I_C , pointing charts 無し, 南天用)
- Forbes, M. C., Dodd, R. J. & Sullivan, D. J. 1993, BaltA, 2, 246-255.
(Vilnius photometric system U, P, X, Y, Z, V, S , pointing charts 無し, 南天用)
- Misselt, K. A. 1996, PASP, 108, 146-165.
(B, V, R , pointing charts 有り)
- Clausen, J. V., Larsen, S. S., Garcia, J. M., Gimenez, A., & Storm, J. 1997, A&AS, 122, 559-569.
(u, v, b, y, β , pointing charts 無し, 一部はFTP サイトから要DL, 南天用)
- Forbes, M., Dodd, R. J. & Sullivan, D. J. 1997, BaltA, 6, 371-376.
(Vilnius photometric system U, P, X, Y, Z, V, S , pointing charts 無し)
- Cernis, K., Bartasiute, S., Straizys, V. & Janulis, R. 1997, BaltA, 6, 573-584.
(Vilnius photometric system U, P, X, Y, Z, V, S , pointing charts 有り)
- Kilkenny, D., van Wyk, F., Roberts, G., Marang, F. & Cooper, D. 1998, MNRAS, 294, 93-104.
(Johnson-Cousins U, B, V, R_C , and I_C , pointing charts 無し, 南天用)
- Siegel, M. H., Bond, H. E. 2005, AJ, 129, 2924-2932.
(Thuan-Gunn u , pointing charts 無し, Landolt 1992, AJ, 104, 340. の一部を観測)
- Landolt, A. U. 2007, AJ, 133, 2502-2523.
(Johnson-Cousins U, B, V, R_C , and I_C , pointing charts 無し, 南天用)
- Kilkenny, D., Koen, C., van Wyk, F., Marang, F. & Cooper, D. 2007, MNRAS, 380, 1261-1270.
(Johnson-Cousins U, B, V, R_C, I_C ; Near IR: J, H, K , and L , pointing charts 無し)
- Landolt, A. U. 2009, AJ, 137, 4186-4269.
(Johnson-Cousins U, B, V, R_C , and I_C , Landolt 1992, AJ, 104, 340. の改訂版)

13.2 測光標準星 (近赤外域)

- UKIRT BRIGHT STANDARDS,
http://www.jach.hawaii.edu/UKIRT/astronomy/calib/phot_cal/ukirt_stds.html
($J, H, K, L, L',$ and M)
- Carrasco, L., Garcia-Barreto, A., Recillas-Cruz, E., Cruz-Gonzalez, I., & Serrano, A. 1991, PASP, 103, 987-997.
(OAN J, H, K , pointing charts 無し)
- Hunt, L. K. et al. 1998, AJ, 115, 2594-
(J, H , and K)
- Persson, S. E. et al. 1998, AJ, 116, 2475-
(J, H, K , and K_S)

- Guetter, H. H., Vrba, F. J., Henden, A. A. & Luginbuhl, C. B. 2003, *AJ*, 125, 3344-3348.
(CIT *J, H, and K*, pointing charts 無し)
- Leggett, S. K., Currie, M. J., Varricatt, W. P., Hawarden, T. G., Adamson, A. J., Buckle, J., Carroll, T., Davies, J. K., Davis, C. J., Kerr, T. H., Kuhn, O. P., Seigar, M. S. & Wold, T. 2006, *MNRAS*, 373, 781-792.
(*J, H, and K*)
- Kilkenny, D., Koen, C., van Wyk, F., Marang, F. & Cooper, D. 2007, *MNRAS*, 380, 1261-1270.
(Johnson-Cousins *U, B, V, R_C, I_C*; Near IR: *J, H, K, and L*, pointing charts 無し)

13.3 分光測光標準星

- Hayes, D. S. 1970, *ApJ*, 159, 165-176.
(天体 12 個, 3200Å-10880Å, pointing charts 無し, 天体明る過ぎ)
- Komarov, N. S., Karamysh, V. F. & Pozigun, V. A. 1978, *SvA*, 22, 688-691.
(天体 6 個, 3000Å-9000Å, pointing charts 無し, 天体明る過ぎ,
Komarov, Karamysh & Pozigun 1978, *AZh*, 55, 1208. にもほぼ同題の文献有り)
- Taylor, B. J. 1979, *AJ*, 84, 96-100.
(天体 24 個, 5840Å-10800Å, pointing charts 無し, 波長分解能低い)
- Voloshina, I. B., Glushneva, I. N. & Shenavrin, V. I. 1980, *SvA*, 24, 576-579.
(天体 8 個, 6300Å-18000Å, pointing charts 無し, 天体明る過ぎ,
Voloshina, Glushneva & Shenavrin, 1980, *AZh*, 57, 1003. にもほぼ同題の文献有り)
- Oke, J. B. & Gunn, J. E. 1983, *ApJ*, 266, 713-717.
(天体 5 個, 3080Å-10820Å, pointing charts 無し, 天体明るい)
- Cochran, A. L. 1981, *ApJS*, 45, 83-96.
(天体 16 個, 4600Å-10000Å, pointing charts 無し, 天体明るい)
- Adelman, S. J. & Shore, S. N. 1982, *AJ*, 87, 665-669.
(天体 14 個, 4032Å-10800Å, pointing charts 無し, 天体明るい)
- Oke, J. B. & Gunn, J. E. 1983, *ApJ*, 266, 713-717.
(天体 6 個, 3080Å-12000Å, pointing charts 無し)
- Stone, R. P. S. & Baldwin, J. A. 1983, *MNRAS*, 204, 347-353.
(天体 18 個, 3200Å-8370Å, pointing charts 有り, 天体暗い, 南天用)
- Baldwin, J. A. & Stone, R. P. S. 1983, *MNRAS*, 206, 241-245.
(Stone & Baldwin 1983, *MNRAS*, 204, 347. の改訂版, 天体暗い, 南天用)
- Filippenko, A. V. & Greenstein, J. L. 1984, *PASP*, 96, 530-536.
(天体 5 個, 3300Å-10000Å, pointing charts 有り, 天体暗め)
- Massey, P., Strobel, K., Barnes, J. V. & Anderson, E. 1988, *ApJ*, 328, 315-333.
(天体 25 個, 3200Å-8100Å, pointing charts 有り)

- Oke, J. B. 1990, AJ, 99, 1621-1631.
(天体 25 個, 3220Å-9200Å, pointing charts 無し)
- Massey, P. & Gronwall, C. 1990, ApJ, 358, 344-349.
(天体 11 個, 7350Å-10200Å, pointing charts 無し)
- Glushneva, I. N., Kharitonov, A. V., Kniazeva, L. N., Shenavrin, V. I. 1992, A&AS, 92, 1-29.
(天体 238 個, 3200Å-7600Å と 6000Å-10800Å, pointing charts 無し)
- Hamuy, M., Walker, A. R., Suntzeff, N. B., Gigoux, P., Heathcote, S. R., & Phillips, M. M. 1992, PASP, 104, 533-552.
(天体 10 個, 3300Å-7556Å, pointing charts 無し, 天体明るい, 南天用)
- Hamuy, M., Suntzeff, N. B., Heathcote, S. R., Walker, A. R., Gigoux, P., & Phillips, M. M. 1994, PASP, 106, 566-589.
(天体 20 個, 3300Å-10500Å, pointing charts 無し, 南天用)
- Biryukov, V. V., Borisov, G. V., Glushneva, I. N. & Shenavrin, V. I. 1998, A&AT, 16, 83-103.
(天体 60 個, 3425Å-7525Å, pointing charts 無し)
- Borisov, G. V., Glushneva, I. N. & Shenavrin, V. I. 1998, A&AT, 17, 309-320.
(天体 60 個, 3425Å-7525Å, pointing charts 無し)
- Hickson, P. & Mulrooney, M. K. 1998, ApJ, 506, 191-204.
(天体 21 個, 350nm-920nm, pointing charts 有り, 天体暗い, 大型用)
- Bessell, M. S. 1999, PASP, 111, 1426-1433.
(天体 23 個, 3300Å-10500Å, pointing charts 無し, SEDs は FTP サイトから要 DL)
- Stritzinger, M., Suntzeff, N. B., Hamuy, M., Challis, P., Demarco, R., Germany, L., & Soderberg, A. M. 2005, PASP, 117, 810-822.
(天体 102 個, 3050Å-11000Å, pointing charts 無し, SEDs は FTP サイトから要 DL)

13.4 各種システム変換係数

- Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., Richmond, M. W., Fukugita, M., Ichikawa, T., Ichikawa, S., Jorgensen, A. M., Uomoto, A., Gunn, J. E., Hamabe, Masaru., Watanabe, M., Tolea, A., Henden, A., Annis, J., Pier, J. R., McKay, T. A., Brinkmann, J., Chen, B., Holtzman, J., Shimasaku, K. & York, D. G. 2002, AJ, 123, 2121-2144.
(SDSS システムと Johnson-Cousins システム間の変換係数)
- Chonis, T. S. & Gaskell, C. M. 2008, AJ, 135, 264-267
(SDSS システムと Johnson-Cousins システム間の変換係数, 改訂版?)
- http://pegasus.astro.umass.edu/ipac_wget/releases/allsky/doc/sec6.4b.html
(2MASS システムとの様々なシステム間の変換係数)

第 III 部

撮像データ分析法

14 データからどういう情報を得るか？

一旦、等級のゼロ点が決まれば、一次処理済みの撮像データからは様々な情報を引き出すことが出来る。本章では、銀河天文学において基本的な情報の導出方法を簡単に紹介する。例によって、IRAF 等ソフトウェアの具体的な使用方法は「IRAF クックブック」等の解説書に譲るので、必要に応じて随時参照して頂きたい。

以下では 1) 距離の導出, 2) 限界等級 (表面輝度) の見積もり, 3) 見かけ等級の導出, 4) 等級から flux への変換, 5) 等輝度線 (コントア・マップ) の描き方, 6) 表面輝度プロファイルの調べ方, 7) 絶対等級の導出, について解説する。

15 各種情報分析法

以下では、撮像データに対して導出した等級、表面輝度のゼロ点を m_0 mag, μ_0 mag arcsec⁻² と表すものとする。

15.1 距離の導出

撮像イメージを用いた分析について説明する前に、系外銀河までの距離をどのように見積もるのかを簡単に解説しておこう。ハッブルの法則に従えば、“系外銀河までの距離は後退速度に比例する (比例定数はハッブル定数, H_0 km s⁻¹ Mpc⁻¹)” のであるから、系外銀河が宇宙膨張に乗って遠ざかる後退速度を v_{gal} (km s⁻¹), 系外銀河までの距離を D_{gal} (Mpc) とすると、

$$D_{\text{gal}} = v_{\text{gal}} / H_0 \quad (28)$$

と表される。しかし上式はあくまで 0 次的な近似式であって、遠方天体 ($z \sim 0.5$ あたりからかなあ?) ではこの式は成立しなくなるので注意して欲しい。また近傍 (数 10kpc 以内かなあ) 過ぎると、今度は Our Galaxy (Milky Way) の固有運動や Virgo infall (後述)、さらには系外銀河自身の固有運動の効果が効いてくるのでこの式を使うには注意が必要である。

何にしても単純に考えれば分光観測などによって系外銀河までの後退速度を直接測定すれば良いことになる。しかし分光観測による赤方偏移の値から直接得られる速度は必ずしも、宇宙膨張に乗った銀河の後退速度と一致しない。それは観測者たる我々自身が存在する地球、太陽系そのものが Our Galaxy (Milky Way) の回転円盤内に存在しており、しかも Our Galaxy 自身がさらに乙女座銀河団 (Virgo Cluster) 方向に運動している (Virgo infall) ためである。また前述したように系外銀河そのものも固有運動していることを忘れてはならない。分光観測による赤方偏移の値から導いた後退速度は heliocentric radial velocity と呼ばれ、太陽系に対する後退速度を表すことになる。ここでは V_{helio} (km s⁻¹) と表すことにする。

宇宙膨張に乗った系外銀河の後退速度を求めるためには、Our Galaxy の回転や固有運動に対する速度を補正して、あくまで Our Galaxy 中心に対する後退速度を算出する必要がある。詳細は適当な文献に任せることにして、ここでは結論のみを述べておく。宇宙膨張に乗った系外銀河の後退速度を V_{GSR} (km s⁻¹) (GSR: Galactic Standard of Rest), その銀経 (Galactic longitude), 銀緯 (Galactic latitude) をそれぞれ l , b とすると、

$$V_{\text{GSR}} = V_{\text{helio}} + 9 \cos l \cos b + 232 \sin l \cos b + 7 \sin b \quad (29)$$

となる。この V_{GSR} を式 (28) の v_{gal} として用いれば系外銀河までの距離が求まることになる (de Vaucouleurs et al. 1991)。

15.2 限界等級の見積もり

一次処理 (整約=リダクション) の後, 等級較正を行った画像データで, どのくらい暗い点源 (恒星) まで見えているのかを確認するべきである。この『どの程度暗い点減まで見えているか』は一般に“限界等級”と呼ばれる値で定量化される。ただし全く同じ観測方法・積分時間・大気減光量であったとしても, seeing が異なると, 限界等級の値は違ったものになってしまう (初級者はこの理由をじっくり考えてみて欲しい)。従って, 限界等級は普通「seeing = XX arcsec, 露光時間 XX 秒, S/N = XX に対して XX 等」と表現する。その意味では, 市販の天体望遠鏡の性能が「限界等級 XX 等」とだけ記されているのは参考値に過ぎない。

そして (特に初級者には), 意外と知られていないようだが, 銀河のような非点源天体の測光については, 多少の seeing の違いは影響しない (空間分解能は悪くなるが...)。この場合, 点源に対する限界等級によって観測の深さを表すのは, やや詳細に欠けるため, 限界表面輝度, つまり 1 平方秒角当り何等級の明るさか, という量で表現するのがベターであろう。限界表面輝度はスカイの平均的な揺らぎの値 (スカイ・バックグラウンド・ノイズの 1σ に相当する) I_{BG} を用いて表すのが良からう。

作業としては簡単である。IRAF/imstat を用いて撮像データ中の天体 (さらにはホット・ピクセルやバッド・ピクセルまでも) が写っていない領域で, カウントの分散値を読み取れば良い。星像に対してであればそのピーク値が I_{BG} の何倍であるか, この星の明るさは何等級か, から S/N とその限界等級が決められる。ただし, 星像の場合は, 限界等級はシーイング・サイズに大きく依存するので, 同時に星像の FWHM を測定することも忘れてはならない。広がった天体の場合には, スカイの揺らぎ 1σ に相当する輝度の値を限界表面輝度で表現するのが良いだろう。つまり, スカイの揺らぎの 1σ に相当する輝度を $\mu_{\text{BG},1\sigma}$ とすると,

$$\mu_{\text{BG},1\sigma} = \mu_0 - 2.5 \times \log I_{\text{BG}} \quad (30)$$

となる。

ここで注意すべきポイントは, 第 II 部でも述べた, 等級と表面輝度の違いであり, 限界表面輝度は“あくまで 1 平方秒角当たりの等級”である。例えば UH88 の 8k-mosaic CCD カメラのデータだと, 1 pixel = 0.13 arcsec (ただし実際には 2 pixel ずつ binning して取得しているので 1 pixel = 0.26 arcsec) だから, 実際には I_{BG} は 0.13 arcsec \times 0.13 arcsec 中のカウント値に過ぎない。これを表面輝度に直すためには, 等級のゼロ点 m_0 に対して, このカウント数 I_{BG} に, $(1 \text{ arcsec} \times 1 \text{ arcsec}) / (0.13 \text{ arcsec} \times 0.13 \text{ arcsec})$ という値を乗じなければならない。結果としては等級のゼロ点 m_0 と表面輝度のゼロ点 μ_0 が変わるだけの話であるが, 見落とされるケースが散見されるので, 各人注意されたい。また蛇足かも知れないが, I_{BG} は同じ撮像データ内の何ヶ所かで測定し, その平均値を使うのが無難だろう。

15.3 見かけ等級の導出

見かけ等級 (aparent magnitude) の導出は限界等級の導出に比べれば多少楽である。等級のゼロ点は分かっているのであるから, とにかく銀河のカウント数 C_{gal} さえ求めて, 式 (10) に入力すれば銀河の等級 m_{gal} が導出される。強いて言うならば, “銀河のどの領域のカウント数を求めるか?” が問題である。Aperture photometry するなら IRAF/APPHOT または SKYCAT/GAIA を用いるのが良いだろう。勿論 SExtractor や FOCAS を用いても aperture photometry は可能であるし, これらを用いれば, ある表面輝度の等輝度線内の等級 (isophotal magnitude) を求める, ということもできる。目的に応じて使うソフトウェアを選んで欲しい。

15.4 等級から flux density への変換

銀河の等級 m_{gal} が分かれば、銀河からの flux density $f_{\lambda,\text{gal}}$ を求めるのことは、次式を用いて、極めて容易にできる。

$$f_{\lambda,\text{gal}} = f_{\lambda,0} \times 10^{-0.4 \times m_{\text{gal}}} \quad (31)$$

ちなみに単位周波数当たりの flux density $f_{\nu,\text{gal}}$ で表現したい時には、

$$f_{\nu,\text{gal}} = f_{\nu,0} \times 10^{-0.4 \times m_{\text{gal}}} \quad (32)$$

を用いれば良い。

$f_{\lambda,0}$, $f_{\nu,0}$ は観測波長帯 (つまりフィルターバンド) が変われば当然変化する。これらをゼロ点 flux などと呼ぶが、可視光域のバンド帯についての具体的な値は、Fukugita et al. (1995) を参照して欲しい。

また、老婆心でコメントしておく、 f_{λ} と f_{ν} とはフラックス (flux) f に対して、 $f_{\lambda} = df/d\lambda$, $f_{\nu} = df/d\nu$ であるから、これら二者の間には、

$$f_{\lambda} d\lambda = f_{\nu} d\nu \quad (33)$$

という関係が成り立つ。この関係に $c = \lambda\nu$ を組み込めば、容易に f_{λ} と f_{ν} の間の変換が可能となる。

15.5 等輝度線 (コントラスト・マップ) の描き方

SPIRAL/isophotes タスクまたは STSDAS/ANALYSIS/ISOPHOTE パッケージを使うのが一般的 (だろう)。

SPIRAL/isophotes は撮像データの fits ファイル名、表面輝度のゼロ点 (バージョンによっては等級のゼロ点?) を入力すると、等輝度線 (contour map: コントラストマップ) を表示してくれる。大抵の場合は等輝度線の表示直前に vi エディタが自動的に開かれるので、表示したい等輝度線の輝度の値を入力して “:wq” で vi を閉じれば、その直後に等輝度線を表示してくれる。あまり暗い等輝度線を表示させようとすると膨大な時間がかかることになるので注意が必要。

STSDAS/ANALYSIS/ISOPHOTE パッケージを使う場合は、まずパッケージ内の ellipse というタスクを使う必要がある。これによって等輝度線を表示させたい銀河の表面測光の結果を “テーブル” と呼ばれるバイナリ・データに書き出ししておかねばならない。最初はちょっと面倒かも知れないが、“epar ellipse” でタスクのパラメータを見て貰えば、詳細な説明はいらないだろう。注意すべき点としては、ellipse のパラメータの中には幾つか (“pset”) というコメントの付いたパラメータが存在する。これらについては、さらにその中にパラメータが存在するので、これらの設定を忘れないで欲しい。ellipse のパラメータ・ファイルの中で、さらに設定したいパラメータのところへカーソルを移動し、そこで “:e” でさらなるパラメータが開くようになっている。抜けるときには、いつも通り “:q” で良い。一旦テーブルが出来れば、isomap というタスクを用いて、等輝度線を描かせることができる。

15.6 表面輝度プロファイルの調べ方

表面輝度プロファイルを描画するのにも、SPIRAL か STSDAS を使うのが良いだろう。

SPIRAL/PROFS の中に mmprof や vprof といったタスクがあるので、これを用いて欲しい。やはり途中でゼロ点を入力する必要があるが、例によって表面輝度のゼロ点 (バージョンによっては等級のゼロ点) を入力しなければならぬ。タスクを実行すると、データはテキスト・ファイルに落される。実際の結果を見るには、mmprof を使った場合は prfplot, vprof を使った場合は vprof を用いる。また結果は前述したようにテキスト・ファイルに落されているので、自分で編集して、gnuplot や windows マシンにダウンロードして Ngraph などに表示させることも出来る。

また一旦, STSDAS/ANALYSIS/ISOPHOTE パッケージの `ellise` でテーブルを作ってしまうと, 同パッケージ内の `isoplot` を使って表面輝度プロファイルを描かせることが出来る。なお, STSDAS のテーブルを編集する `tedit` というタスクを使えばバイナリ・ファイルの中身を見たり編集したりすることもできるが, ここでの説明は割愛する。

15.7 絶対等級の導出

15.7.1 考慮すべき減光要因

本節では, 銀河の絶対等級の導出方法を述べる。単純に考えると, 銀河の見かけの明るさは距離の 2 乗に反比例するため, 我々から銀河までの距離を D_G (pc), ある波長帯での銀河の見かけ等級 (aparent magnitude) を $m_{\lambda,gal}$ とすると, その絶対等級 (absolute magnitude) $M_{\lambda,gal}$ は

$$M_{\lambda,gal} = m_{\lambda,gal} + 5 - 5 \times \log D_G \quad (34)$$

となる。しかし実際には, さらに次の 3 点を考慮して補正する必要がある。

1. Our Galaxy (Milky Way) 内の星間物質による減光 (Galactic extinction)
2. 系外銀河自身の星間物質による減光 (Internal extinction)
3. 赤方偏移によるスペクトルのズレによる減光 (K-dimming)

Galactic extinction, Internal extinction, K-correction (K-dimming を補正することをこのように呼ぶ) の補正量をそれぞれ, Δm_g , Δm_i , Δm_k と表すことにすると, 絶対等級 M_{gal} は具体的に次のように表される。

$$M_{\lambda,gal} = m_{\lambda,gal} + 5 - 5 \times \log D_G - \Delta m_g - \Delta m_i - \Delta m_k \quad (35)$$

なお, これら減光量は当然波長に依存するが, 一般には V-band における減光量 A_V (mag) に変換して表現することが多い。次に上記の各減光量を補正する方法について簡単に述べよう。

15.7.2 Galactic extinction: Δm_g

Galactic extinction は Our Galaxy (Milky Way) 内の星間物質の吸収等に伴う減光の効果である。この減光とその補正法については, 小暮 (1994) に詳しい記述があるので, そちらを参照して欲しい。

エッセンスだけを簡単に述べておくと, 中性水素ガス (H I ガス) (Burstein & Heiles 1982) や IRAS による遠赤外域 100 μm (Schlegel 1998) の全天マッピング観測のデータを用いることによって, Our Galaxy 内の星間物質 (ガスやダスト) の空間分布が分かる。すると任意の天域に対して物質量が予測でき, そこから減光量を導き出すことができる。減光量の導出は複雑な計算手順をふみ, 面倒そうである (例えば Cardelli et al. 1989)。まあ実際のところはわざわざ面倒な計算をしなくても, NED(NASA/IPAC Extragalactic Database: <http://nedwww.ipac.caltech.edu/>) にアクセスして Δm_g を知りたい天体名や座標を入力すれば, 各バンドごとの Δm_g を計算してくれる, 大変有難いことである。

15.7.3 Internal extinction: Δm_i

Internal extinction は系外銀河から発せられた光が, その系外銀河自身の星間物質で吸収されることによって生じる減光の効果である。ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) やスピッツァー宇宙望遠鏡で撮像された M104(通称, ソンブレロ銀河) を思い出して頂けると分かり易いだろう (知らない人は今すぐチェックせよ!)。当然のことながら楕円銀河に比べて, ガスやダストの多い渦状銀河の方で, より Δm_i は大きな値となる。また

表 2: The internal extinction coefficients

Type	D_K	D_H	D_J	D_V	D_B	D_U
E-S0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
S0a	0.11	0.17	0.28	0.40	0.39	0.31
Sa	0.11	0.17	0.28	0.36	0.43	0.55
Sab	0.11	0.17	0.28	0.48	0.56	0.77
Sb	0.11	0.17	0.28	0.52	0.60	0.70
Sbc	0.11	0.17	0.28	0.45	0.52	0.55
Sc	0.11	0.17	0.28	0.57	0.67	0.65
Irr	0.11	0.17	0.28	0.72	0.84	0.98

Taken from Gavazzi & Boselli (1996)

同じ渦状銀河でも, face-on view の銀河に比べて edge-on view の銀河の方でより大きな Δm_i を示すことになる。Gavazzi & Boselli (1996) では, 補正量として,

$$\Delta m_i = -2.5 \times D(\text{type}) \times \log(D_{\min}/D_{\text{maj}}) \quad (36)$$

が与えられている。但し, $D(\text{type})$ は internal extinction coefficients でハッブルタイプと観測バンドの関数として表 2 のように与えられる値である。また D_{maj} , D_{\min} は銀河の major axes と minor axes の値である。

15.7.4 K-dimming: Δm_K

K-dimming は銀河のスペクトルが赤方偏移することによって生じる減光の効果である。その補正項 Δm_K は,

$$\Delta m_K = 2.5 \times \log(1+z) + 2.5 \times \log \frac{\int_0^\infty S(\lambda) I_0(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty S(\lambda) I_z(\lambda) d\lambda} \quad (37)$$

と表される。 $I_0(\lambda)$, $I_z(\lambda)$ はそれぞれ rest-frame, 赤方偏移 z での SED, $S(\lambda)$ はフィルター関数 (filter response function: フィルターの感度曲線と思って頂きたい) を示す。この式において, 第 1 項はバンド幅の変化に対応し, 第 2 項は観測されるスペクトルの波長領域の変化に対応する。

実際には銀河のハッブル・タイプごとの spectral energy distribution (SED) を redshift させることによって, Δm_K が計算されている。最近 (と言いつつ 1990 年代中頃まで) の研究では Kinney et al. (1996: B-band), Coleman et al. (1980: U, B, V, R-band), Pence (1976: U, B, V-band) などがある。無論, 近傍 (どこまでが近傍なのだろう?) では K-correction の必要性は殆どない。

16 参考文献

最後に本シリーズに関連する参考文献を紹介しておく。ただし第 II 部で紹介した各種標準星に関連した文献については再掲しない。

- Burstein, D., & Heiles, C. 1982, AJ, 87, 1165
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Coleman, G. D., Wu, C.-C., & Weedman, D. W. 1980, ApJS, 43, 393

- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, C. Jr., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouqué, P. 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. (Springer-Verlag)
- Fukugita, M., Shimasaku, K., & Ichikawa, T. 1995, PASP, 107, 945
- Gavazzi, G., & Boselli, A. 1996, Astro. Lett. and Comm., 35, 1
- Kinney, A. L., Calzetti, D., Bohlin, R. C., McQuade, K., Storchi-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1996, ApJ, 467, 38
- Pence, W. 1976, ApJ, 203, 39
- Persson. S. E. et al. 1998, AJ, 116, 2475
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- 市川 隆, 天文月報 1997 年 1 月 (第 90 巻 第 1 号), p. 23
- 小暮 智一, 星間物理学, ごとう書房, 1994 年, p. 421
- 西村 史朗, 宇宙の観測 I, 恒星社, 1981 年, p. 115
- 可視・近赤外域での天文データ処理手引 (1997 年版), 1997 年, 天文情報処理研究会
- HST ワーキンググループ, 1995 年, HST アーカイブデータの利用 (第 1 版), 天文情報処理研究会
- IRAF クックブック (第 2 版増補 2 号), 1994 年, 天文情報処理研究会

本稿執筆にあたり、執筆の切欠となったデータ解析勉強会の開催を勧めて頂いた、私の指導教官、谷口義明氏 (愛媛大学・宇宙進化研究センター, 当時・東北大理天文) と先輩である佐藤康則氏 (当時・国立天文台三鷹) と村山卓氏 (東北大理天文) に深く感謝いたします。そして勉強会に出席していた後輩の安食優氏 (当時・東北大理天文), 藤田忍氏 (当時・東北大理天文), 美濃和陽典氏 (国立天文台ハワイ観測所), フィルター・システムに関する詳細を御教授下さった市川隆氏 (東北大理天文) と柳澤顕史氏 (国立天文台岡山), 撮像データの分析方法について有益なコメントを下された土居守氏 (東大理天文センター), 伊藤信成氏 (三重大学), 濱部勝氏 (日本女子大理数物) にも心から御礼申し上げます。加えて、濱部氏は本稿でも取り上げた SPIRAL 開発の主要メンバーの御一人であり、伊藤氏と大藪進喜氏 (JAXA) は木曾観測所の 2kCCD のフィルターシステムに関して重要なレポートを作成され、本稿の執筆にも大いに参考にさせて頂きました、重ねて感謝申し上げます。最後に、本稿の大幅な改訂の切欠となった 2009 年 11 月の木曾観測所 2kCCD 解析合宿を開催された松永典之氏 (東大理天文センター) と小林尚人氏 (東大理天文センター) に心から感謝いたします。

本稿の著作権, というか責任は全て筆者である西浦慎悟にあります。本稿中の間違いなどに気付かれた方は, お手数ですが筆者までお知らせ下さると助かります。また商業・違法行為を目的としない限り, 本稿ソースファイルおよびハードコピーを筆者に無断で複製・配布して下さっても構いません。ただし本稿によって生じた如何なる不利益への保証は致しかねますので, その旨御了承下さい (2009/12/10 nishiura@u-gakuge.ac.jp)。