

位置較正と flux 較正

西山 正吾 (E-mail : shogo@optik.mtk.nao.ac.jp)

1. FLUX 較正

天体の絶対的な明るさを求めるためには、自分の観測したい天体に加えてすでに明るさの決められている天体(測光標準星または単に標準星と呼ばれる)を観測する。観測対象と標準星の明るさを比較することにより、装置の読み取り値と等級の間の関係を知ることができる。しかし、同じ天体を同じ装置で観測していても、天体の高度によって読み取り値は変化する。見通す大気の厚みが増減し、減光量が増減するからである。この大気の影響を取り除く作業を“エアマス補正”と呼ぶ。また、フィルターや検出器は装置ごとに異なるため、実際の観測波長域、感度の波長依存性も装置ごとに変化する。この効果を除去するために“色補正”という作業が必要となる。

1.1. 測光システム

検出器・望遠鏡・フィルター、そして大気減光、これらすべてをまったく“同じ”とみなせる装置を複製することはできない。つまり、全ての装置は固有の測光システムを持っていることになる。さらに大気の状態は観測日時ごとに異なるため、すべての観測者が固有の測光システムで観測していると言ってもよい。例として図 1 に、さまざまな測光システムの近赤外線 J,H,K(K_S) 3 バンドのフィルター透過率を示している。同じように“Jバンド”と呼んでいても、かなりの違いがあることが分かる。このような装置間の個性を小さくし、観測データの比較を可能にするために「標準測光システム」が導入されている。しかしこのシステム自体も、ある装置の固有の測光システムで観測された天体の等級と色をもとに、間接的に定義されているものである。

最初の標準測光システムは H. L. Johnson と G. E. Kron が、それぞれ彼らの“固有の”システムを用いて (Johnson UBVRi システム, Kron RI システム) 確立した。測光標準星に適していると考えられる星を繰り返し観測し、正確な等級と色を測定したのである。他の装置を用いる観測者たちは彼らのリストにある星を観測することによって、Johnson もしくは Kron のシステムと観測者固有のシステムとの等級と色の関係を求めることができる。その関係式(色変換式、もしくはシステム変換式と呼ばれる)を使うことによって、他の(リストにのっていない)星についても Johnson/Kron システムの等級、色に変換できるようになった。その後、Cousins による RI (R_C, I_C とも表記される)、Johnson による赤外波長域 JKLM、Glass による H の追加などを経て、紫外から中間赤外までの Johnson-Cousins-Glass UBVRiJHKLM システムが確立された(表 1)。

表 1. Johnson-Cousins-Glass UBVRiJHKLM system

	U	B	V	R	I	J	H	K	L	M
λ_{eff} (nm)	367	436	545	638	797	1220	1630	2190	3450	4750
$\Delta\lambda$ (nm)	66	94	85	160	149	213	307	39	472	460

これ以外にも多数の測光システムが存在する。星の温度や金属量をより求めやすくするために Walraven、Stromgren、DDO などが考案された。また、近年では多くの装置固有の測光システムが使われている。HST や Hipparcos/Tycho の B_TV_TH_P、MACHO の BR など。また、CCD の波長感度をフルに使った SDSS の u'g'r'i'z' は、UBVRi よりも波長域が広くかつ重なりが少なくなるよう設計されており、暗い天体を効率よく測光できるようになっている。他の多くのシステムとは異なり、SDSS システムは絶対フラックスから定義された AB 等級で定義されている。

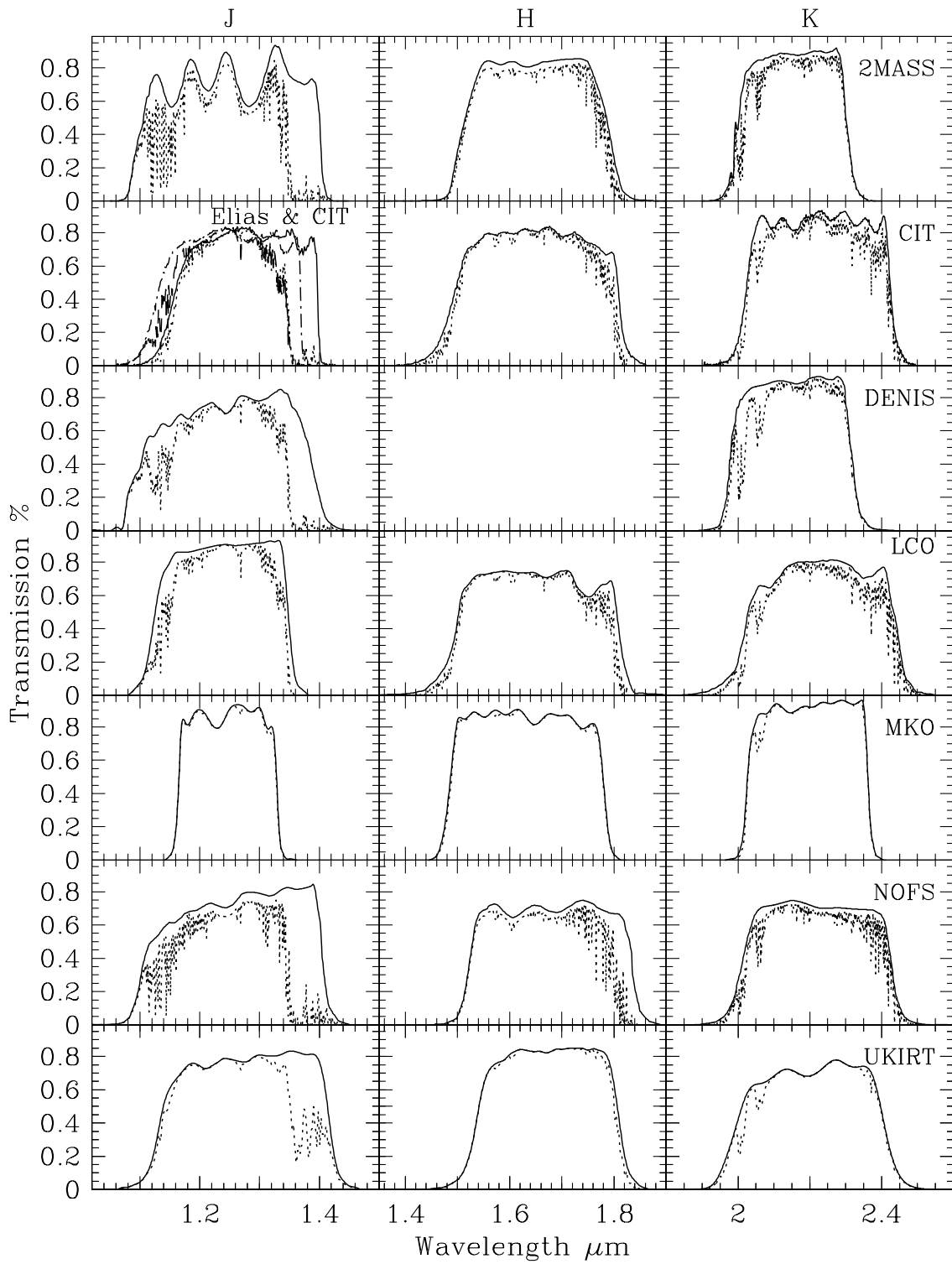


図 1. さまざまな測光システムのフィルターの透過率 (実線)。点線は大気吸収を考慮したもの。(Stephens & Leggett 2004, PASP, 116, 9)

1.2. 測光標準星カタログ

正確な測光観測をするためには、flux 較正に用いる星の選択も重要である。変光がなく、観測天体の近くにあり、明るさやスペクトルタイプも近い、というのが理想的な比較対象である。比較的明るい星を観測したいときには、同程度の明るさの標準星の数は限られてしまう。暗い星の観測時には、“暗い”標準星のリストの存在を確認しなければならない。

標準星の観測にどれだけ時間を使うかは、天体の位置や数、欲しい測光精度などによる。理想的には標準星で、時間についてもエアマス (次節参照) についても“内挿”できるように観測するのがよいとされている。目的天体の前後で標準星を観測する、天体が複数ある場合は適当な間隔で繰り返し標準星を観測するなどの方法がとられる。

以下には、代表的 (かどうかは分からないが、多く引用されている) 測光標準星のカタログをリストアップした。観測に適した標準星のリストを用意してくれている天文台も多い。また良い標準星がない場合は、自分で2次標準星を用意しておく必要がある。

1.2.1. 可視光

- “UBVRI photometric standard stars around the celestial equator”
Landolt 1983, *AJ*, 88, 439
 $UBVRI, 7 < V < 12.5$
- “UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator”
Landolt 1992, *AJ*, 104, 340
 $UBVRI, 11.5 < V < 16$
- “Homogeneous Photometry for Star Clusters and Resolved Galaxies. II. Photometric Standard Stars”
Stetson 2000, *PASP*, 112, 925
 $UBVRI, 8 < V < 22$
- ”The u’g’r’i’z’ Standard-Star System”
Smith et al. 2002, *AJ*, 123, 2121
 $u', g', r', i', z', 8 < r' < 14$

1.2.2. 近赤外線

- “Infrared standard stars”
Elias et al. 1982, *AJ*, 87, 1029
 $J, H, K, L, H_2O, CO, 1 < K < 8$
- “Standard stars and calibration for JHKLM photometry”
Wamsteker 1981, *A&A*, 97, 329
 $J, H, K, L, M, 0 < K < 4$
- “JHKLM standard stars in the ESO system” Bouchet et al. 1991, *A&AS*, 91, 409 $J, H, K, L, M, 1 < K < 7$
- “Northern JHK Standard Stars for Array Detectors”
Hunt et al. 1998, *AJ*, 115, 2594
 $J, H, K, 8.5 < K < 14.0$

- “A New System of Faint Near-Infrared Standard Stars”
Persson et al. 1998, *AJ*, 116, 2475
 $J, H, K, K_S, 10 < K < 12$
- “JHK standard stars for large telescopes: the UKIRT Fundamental and Extended lists”
Hawarden et al. 2001, *MNRAS*, 325, 563
 $J, H, K, 9.4 < K < 15.0$
- “JHK observations of faint standard stars in the Mauna Kea Observatories near-infrared photometric system”
Leggett et al. 2006, *MNRAS*, 373, 781
 $J, H, K, 9 < K < 15$

1.3. エアマス補正と色補正

測光により得られた天体の等級は、機器等級 (instrumental magnitude) とよばれる。これをある測光システムでの等級に変換するためには、測光標準星の観測を通してエアマスと色の補正を行う。これを式で表すと、

$$m_{\text{inst}} = m_0 + c_1 + c_2 F(z) + c_3(m - m') \quad (1)$$

と書ける。ここで m_{inst} は観測値、 m_0 は標準測光システムでの明るさである。 $c_2 F(z)$ はエアマス補正に、 $c_3(m - m')$ は色補正に関する項である。標準星の観測から係数 c_1, c_2, c_3 が決まれば、目的天体のエアマス z と色 $(m - m')$ から欲しい m_0 が求まる。

1.3.1. エアマス補正

地上観測では、大気吸収や散乱による減光を考慮する必要がある。減光量は天体の光が通過する大気中の光路長に依存する。この光路長に対応する量 (式 (1) の $F(z)$ にあたる) をエアマスという。

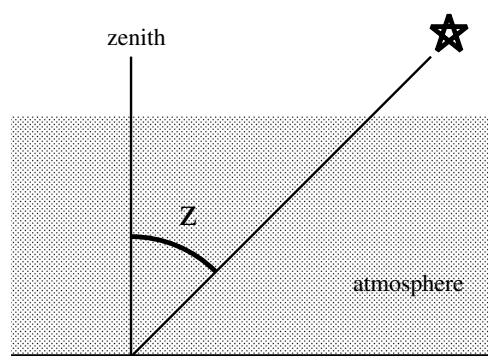


図 2.

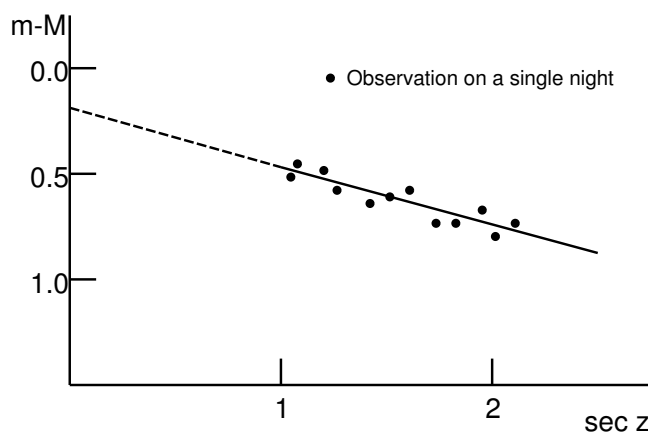


図 3. 標準星の明るさの典型的なエアマスによる変化

大気を平行平板とすれば、エアマスは $F(z) = \sec z$ (z は天頂角) で表される (図 2)。この近似は $z < 60^\circ$ の範囲では成り立つとされている*。このとき、大気減光の効果は次式で表すことができる。

$$m_{\lambda, \text{inst}} - M_{\lambda} = a_{\lambda} \sec z + b_{\lambda}$$

*実際には大気密度構造や、また特に $z > 60^\circ$ になると地球が球体であることなどを考慮する必要があり、 $F(z) = [\sec z - \{1.8167(\sec z - 1) + 2.875(\sec z - 1)^2 + 0.8083(\sec z - 1)^3\} \times 10^{-3}]$ がエアマスに対応する値となる (Hardie, R. H., 1962, “Astronomical Techniques”, p178-208)。

ここで $m_{\lambda, \text{inst}}$ はある波長 λ において観測装置の読み出した等級、 M_{λ} は標準測光システムの等級である。この式中の a_{λ}, b_{λ} を、測光標準星の観測によって求めることになる。 a_{λ} は式 1 の係数 c_2 に対応する。

ある観測夜に標準星をさまざまな天頂高度で観測したとき、図 3 のようなプロットができる。エアマスが大きくなるにつれ天体は暗くなり、 $m_{\lambda, \text{inst}} - M_{\lambda}$ は大きくなっていく。この分布を直線でフィットし、傾き a_{λ} と切片 b_{λ} を求める。

a_{λ} と b_{λ} が求まると、観測したい天体の天頂高度から大気減光に対する補正值 $\Delta m_{\lambda} = a_{\lambda} \sec z + b_{\lambda}$ が計算できる。しかし、 a_{λ} と b_{λ} は観測地ごとに、観測日ごとに変化し、もしかすると一晩のうちにも変動しているかもしれない。直線からのずれの時間依存性をみてみると、観測条件の変化(雲が通ったかどうかなど)が分かる時もある。また、 a_{λ} と b_{λ} の値は波長ごとに異なるため、観測したい全ての波長域で決めなければならない。

実際の観測、特にすばるのような大望遠鏡では、図 3 のように標準星を複数回観測する余裕はないかもしれない(そんな時間があれば目的天体を観測したい)。しかし係数の決定精度を上げる、つまり目的天体の測光精度を良くするためにはたくさん標準星を観測する必要がある。下手な計画をたてると、標準星の観測が一晩の半分くらいの時間を使う、ということにもなりかねない。そこで、天体のできるだけ近くにある(もしくはほぼ同じエアマスにある)標準星を、できるだけ目的天体の直前または直後に 1 度だけ(もしくは前後 2 度)観測し、その標準星の大気減光に対する補正值をそのまま目的天体にも適用する、という方法が取られることもある。

相対測光 上で述べた測光標準星を用いた較正は“絶対測光”と呼ばれている。一方、特に近赤外線領域の波長では、全天サーベイ 2MASS のデータのおかげで“相対測光”が可能な領域が多い。これは目的天体と同じ視野にある、(測光標準星ほど正確ではないが)すでに明るさの知られている星を使って等級のエアマス補正を行うものである。比較する星の測光精度や変光など誤差要因はあるが、数が多い場合にはかなりの精度で補正が可能である。測光標準星の観測も必要無く、時間の節約にもなる。

1.3.2. 色補正

撮像観測ではフィルターを用いて観測波長を制限している。フィルターは通常、透過率が標準測光システムと同じになるように設計されている。しかし実際には、まったく同じフィルターを複製することはできない。加えて装置の光学系の透過率・検出器の感度・大気減光などの影響で、観測波長域は装置ごとに異なる。

図 1 には、さまざまな測光システムの JHK_S フィルターの透過率を示している。上から順に 2MASS, CIT, DENIS, LCO, MKO, NOFS, UKIRT となっている。どのバンドでもずいぶん個性があることが分かる。

色補正が必要な理由を理解するために、図 4 を見てみよう。標準測光システムの透過率を実線で、同じ設計のフィルターを用いたある装置での透過率を破線であらわしている。長波長側に偏ってしまった装置の透過率では、標準システムに比べて赤いスペクトルの星が明るく観測される。逆に青い星は、標準システムよりも暗い、という結果をだしてしまう。このような影響を取り除くために、色補正という作業を行う。

色補正のためには、ある 2 つのバンド(ここでは m, m')でのカラー $m - m'$ を用いて

$$m_{\text{inst}} - m_0 = c(m - m') + d$$

という式に含まれる定数 c, d を求めればよい。 c は式 1 の係数 c_3 に対応する。これらの係数を決定するためには、広い色の範囲の標準星を観測しなければならない。この場合も、自分の観測したい天体の色を内挿するような観測をする方がよい。与えられた観測時間で多くの標準星を観測するのは困難なので、色補正については、各装置についてすでに求められている場合もある。

Standard photometric system

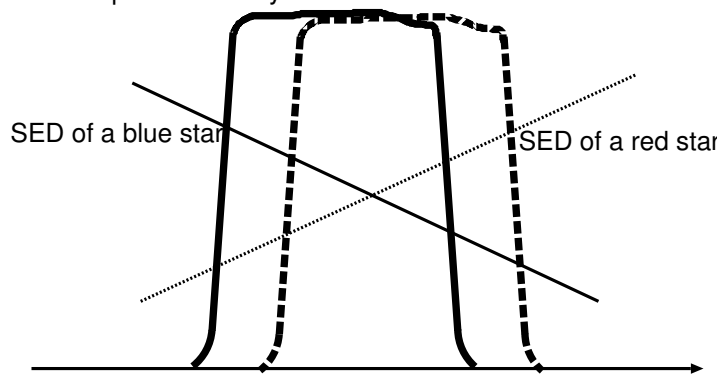


図 4. 標準測光システムの透過率 (太い実線) と実際の透過率 (太い破線) の上に赤い星 (細い点線) と青い星 (細い実線) の SED を重ねた図。

システム変換 (カラー変換) 波長が近ければ、異なる測光システム間の変換式をつくることができる。考え方は上で述べた色補正と同じであり、色補正も一種のシステム変換といえる。例えば近赤外線によく似たシステム同士 (CIT↔UKIRT など) や可視光の Johnson↔SDSS などの関係は、比較的きれいに求めることができる。

図 5 は、Johnson システムで等級・色が求まっている Landolt の標準星を SDSS システムで観測し、カラーの関係を示したものである (Smith et al. 2002, AJ, 123, 2121)。 $g' - r'$ を横軸に、 $B - g'$ を縦軸に取っている。データ点を直線でフィットすると、

$$B - g' = 0.47(g' - r') + 0.17$$

という式が求まる。これはある星の g' と r' の等級が求まると、自動的に Johnson システムの B 等級が求まることを示している。1.2 で挙げたような標準星の論文には、システム変換の式が求められているものも多い。

システム変換や色補正を行うときの注意点として、実際の観測データで内挿できる範囲以外は使うべきではない、ということが挙げられる。特に関係式を赤い方へ伸ばしていくと、あるところから直線でフィットできなくなることがある。例えば減光の大きな領域を深く観測するときなど、暗い星の色はどんどん赤くなっていくので、システム変換が適用できるかどうか注意しなければならない。

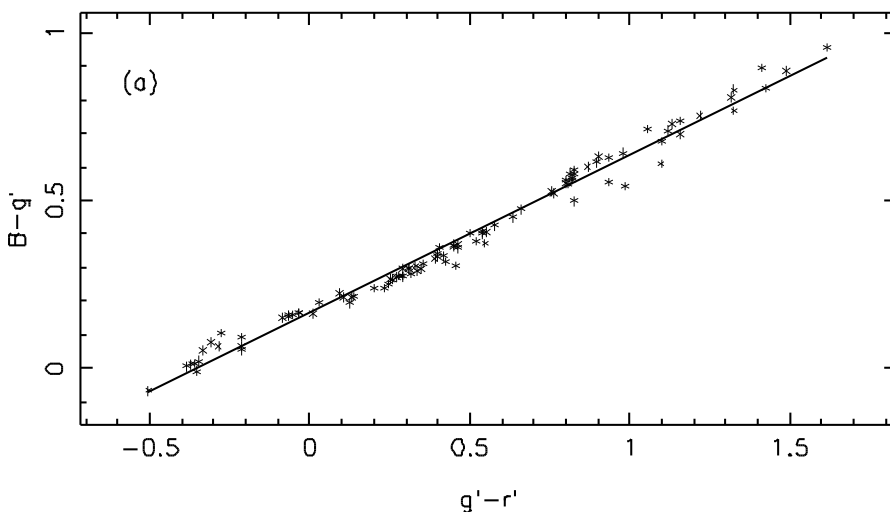


図 5. SDSS システムの g', r' バンドと Johnson システムの B バンドとの関係を求めるために表した使用した図 (Smith et al. 2002, AJ, 123, 2121 Fig. 14 より)。Landolt の標準星を観測し、そのカラー $g' - r'$ を横軸に、 $B - g'$ を縦軸に取っている。

2. 位置較正

自分が観測した天体の正確な位置情報を得るためには、得られた画像上の座標を天球座標に変換することが必要となる。この変換は、自分の画像の中からすでに天球上の座標が分かっている天体を複数見つけ出し、天球座標 (例えば α, δ) と画像上の座標 (x,y) との関係を求めることで行われる。天体の位置較正のため、多くの位置標準天体カタログが用意されている。

2.1. 位置標準天体カタログ

Guide Star Catalog (GSC) GSCはHSTのオペレーションをサポートするために用意された、可視光のカタログである。Palomar ObservatoryとSiding Spring (オーストラリア)で観測されたSchmidt写真乾板が用いられている。7-16等までのおよそ 1.9×10^7 の天体が含まれており、天体の分類も行っている。暗い天体のサーベイは不完全であり、コンプリートネスリミットは12等程度である。アストロメトリはAGK3 (Astronomisches Gesselschart Katalog 3)、SAOC (Smithsonian Astrophysical Observatory Catalog)、CPC (Cape Photographic Catalogue)を用いた。相対位置の精度は約 $0.3''$ だが、特に乾板の端の方ではさらに $1-2''$ の系統的な誤差がある。

最新版はGSC 2.3であり、2005年10月にリリースされている。天体の数はおよそ 10^9 になっており、複数のバンドの等級と固有運動の情報も含まれている。限界等級もおおよそ20等となっている。典型的な位置の誤差は $0.3''$ である。Reference frameは、当初FK4だったが、バージョン2.2よりICRF(International Celestial Reference Frame)となった。

United States Naval Observatory (USNO) Catalog GSC (バージョン1)をさらにうわまわる、約 5×10^8 の天体を含むカタログがUSNO A1.0として1996年にリリースされた。Palomar Observatory Sky Survey I (POSS-I)、Science Research Council SSRC-J survey、European Southern Observatory ESO-R surveyの乾板から得られたデータである。A1.0ではGSCをリファレンスとしていたが、A2.0ではACT(Astrographic Catalog and Tycho)を用いている。限界等級は O (350-500 nm) = 21、 E (620-670 nm) = 20、 J (395-540 nm) = 22、 F (630-690 nm) = 21となっている。A1.0の平均的な位置精度は $0.4''$ 、暗い星(13-21等)の測光誤差は約0.3等とされている。

2003年にリリースされたUSNO-Bカタログは、全天のおよそ 10^9 個の天体についての等級、位置、固有運動などを含む。限界等級は $V = 21$ 、測光誤差は0.3等、位置の誤差は $0.2''$ とされている。

Hipparcos and Tycho Catalogue Hipparcos衛星はアストロメトリ、つまり正確な位置・固有運動・視差の測定を目的とした初めての宇宙望遠鏡である。Hipparcosカタログは1997年にリリースされ、およそ 1.2×10^5 個の星が含まれている。位置精度は約1mas、固有運動の精度は約1 mas/yrとなっている。測定された星の天球上の密度は1平方度あたり約3個に相当する。

Hipparcosの限界等級が浅いため、光学的に最も明るいQSO 3C273さえ検出することができなかった。これは、Hipparcosは星の相対位置を約1masの精度で測定したが、絶対位置は測れなかった、ということの意味している。ICRF(後述)とHipparcosの座標系を結びつけるために、ICRFの基準となる系外電波源の対応光源とその周囲の天体がHSTや写真乾板などで調べられた。

衛星姿勢を監視するためにHipparcosに搭載されたstar mapperという装置は、精度こそ本観測に劣るものの、数多くの星を観測している。そのデータはTychoカタログとしてリリースされている。地上の望遠鏡から得られたデータも取り入れられた最新版Tycho-2カタログには約 2.5×10^6 個の星が含まれている。90%コンプリートネスの等級が $V \sim 11.5$ 、典型的な精度は位置が60mas、固有運動が2.5 mas/yrである。VとBの2色で観測されており、それぞれの精度も0.1等程度である。

Two Micron All Sky Survey (2MASS) 2MASSは近赤外線 (J, H, K_s) の全天サーベイである。約 5×10^8 個の点源と約 1.6×10^6 個の広がった天体を含んだカタログが公開されている。点源の限界等級は $J = 15.8$, $H = 15.1$, $K_s = 14.3$ となっている。北半球 (Mt. Hopkins) と南半球 (CTIO) にある 1.3m の望遠鏡によって観測が行われた (シングルエポック)。天体の位置は Tycho 2 カタログを基準にしている。 $9 < K_s < 14$ の範囲では 70-80mas の位置精度を達成している。10 等以上の等級幅にわたって観測されており、赤外線源の位置、等級較正に非常に有用である。

2.1.1. ICRF or ICRS

従来の基本座標系は、地上からの観測に基づいた FK5 (Fundamental Katalog 5) によって定義されていた。しかし、座標の原点 (赤道と春分点) が一般歳差により常に移動し、その決定精度が 50mas、80mas 程度の FK5 では、1mas レベルのアストロメトリにはとても対応できない。VLBI による電波源の高精度 ($< 1\text{mas}$) 位置観測が可能となり、その観測データの蓄積ができてきた今、固有運動が無視できるほど遠方の系外天体 (QSO や AGN) を天球上の固定点とする基準座標系 (International Celestial Reference Frame, ICRF) を構築しようという動きがでてきた。1991 年の IAU 総会で決められた作業委員会により、観測歴が長く安定した系外天体約 200 個が選定され、それによって決められた座標系が 1997 年の IAU 総会で承認された。

2.2. 位置較正

天体の位置の導出は他の方法で精度よく決定された位置標準天体を用いて行う。つまり、観測視野の中に位置標準天体がふくまれている必要がある。観測で得られた画像上のまだ位置の知られていない天体の座標を決めるときには、画像上の座標 (x, y) と真の座標 (α, δ) との関係画像全体にわたって求めることが必要になる。 (x, y) と (α, δ) との関係はさまざまな関数系であらわすことができるが、その関数を精度よく決定するためには画像全体にわたってある程度の数の位置標準天体が必要となる。

画像上任意の位置 (x, y) にある天体の座標を決定する方法は、主に次の 3 つのステップからなる。

1. 観測で得た画像上の天体と位置標準天体との同定
2. (x, y) から (α, δ) への変換式の決定
3. 変換式を用いた (x, y) から (α, δ) への変換

2.2.1. マッチング

データ量が少ない、また位置標準天体に対応する天体がすぐに分かるような観測では、星の同定 (マッチング) を手作業で行う場合がある。例えば可視光なら DSS (Digitized Sky Survey)、赤外線なら 2MASS などから観測領域を含む画像を取得し、自分の画像と見比べながら対応する星を探す。位置の基準とする星はサチュレーションしない程度に明るく、孤立しているようなものがよい。画像全体からまんべんなく取り出すと座標変換の精度は向上する。

一方データが大量にある、またたくさんの比較星を選んで位置精度を向上したい時など、プログラムを用いて自動的にマッチングを行う。自動的な星のマッチングには、三角形マッチングという方法がしばしば用いられている。これは簡潔に述べると

1. 画像に含まれる天体を用い、可能な全ての三角形の組をつくる
2. 三角形の三辺 a, b, c ($a \geq b \geq c$) から $x = b/a$, $y = c/a$ を計算、 $x - y$ 平面上 (図 6) にプロット
3. 平面上の距離がある値 ϵ 以下かどうかで、同一の 3 点かどうかを判断する

という過程からなっている (Valdes et al. 1995, PASP, 107, 1995)。この方法は比較するふたつの画像のスケールの違い・回転・鏡像関係、全てに対応して天体の同定ができる優れた方法である。しかし、使われる星の数や位置の誤差を反映する値 ϵ にもよるが、必ずしも正確なマッチングが行われるとは限らない。そのような false match を無くすために、他のパラメータを用いる場合もある。例えば三辺の長さの合計の比がある値になるかどうか、もしくは星の等級も含めるなど、ソフトウェアによっては工夫が加えられている。

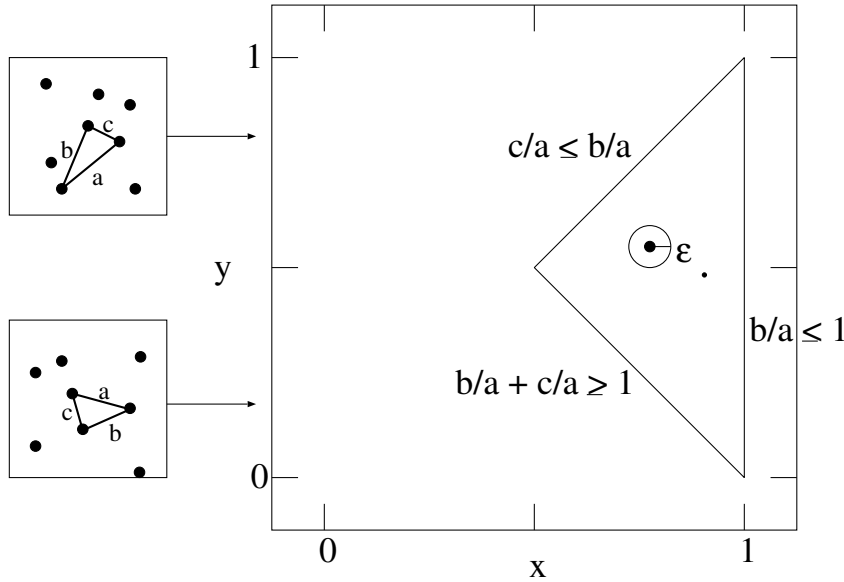


図 6. $x (= b/a)$ - $y (= c/a)$ 平面上で表した、天体が構成する三角形の位置。 $a \geq b \geq c$ の条件により、全ての点は図中の直角二等辺三角形の中にふくまれる。ふたつの画像の中の三角形がマッチするかどうかは x - y 平面上の距離 ϵ を用いて決定する。

2.2.2. 座標変換

(x, y) から (α, δ) への変換式は、

$$\begin{pmatrix} \alpha \\ \delta \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} f_1(x, y) \\ f_2(x, y) \end{pmatrix} \quad (2)$$

と表される。この f_1, f_2 を求めることで画像内の任意の天体の座標を決めることができる。最もシンプルな関数として 1 次の polinomial がある。その場合は、

$$\begin{pmatrix} \alpha \\ \delta \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} a_1 + a_2x + a_3y \\ a_4 + a_5x + a_6y \end{pmatrix} \quad (3)$$

となり、決定すべきパラメータは 6 つとなる。

視野が広い、もしくはより位置精度の必要な観測の場合、高次の変換式を用いる必要がある。2 次の場合、変換式は

$$\begin{pmatrix} \alpha \\ \delta \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} a_1 + a_2x + a_3y + a_4x^2 + a_5xy + a_6y^2 \\ a_7 + a_8x + a_9y + a_{10}x^2 + a_{11}xy + a_{12}y^2 \end{pmatrix} \quad (4)$$

3 次の場合、変換式は

$$\begin{pmatrix} \alpha \\ \delta \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} a_1 + a_2x + a_3y + a_4x^2 + a_5xy + a_6y^2 + a_7x^3 + a_8x^2y + a_9xy^2 + a_{10}y^3 \\ a_{11} + a_{12}x + a_{13}y + a_{14}x^2 + a_{15}xy + a_{16}y^2 + a_{17}x^3 + a_{18}x^2y + a_{19}xy^2 + a_{20}y^3 \end{pmatrix} \quad (5)$$

となる。

2.3. 座標変換を行うソフト

WCS Tools 種々のカタログ (USNO, GSC, 2MASS, Tycho-2) を用いた対応天体の選出や fits 画像画像への WCS の埋め込みなどを行う。

<http://tdc-www.harvard.edu/software/wcstools/>

GAIA (Graphical Astronomy and Image Analysis Tool) ソースの検出、測光、flux 較正、位置較正などが可能な画像ディスプレイツール。画像のおおまかな位置情報とピクセルスケールからその領域のカタログされている天体をネットワーク越しにリストアップ、位置較正、画像への WCS の書き込みができる。

<http://star-www.dur.ac.uk/~pdraper/gaia/gaia.html>