

図22は、かに星雲の画像のヒストグラム（画像全ピクセルの輝度値の分布図）である。画像の全階調は、A/D変換が16ビットなので65536階調あるが、画像の輝度値を測定すると、バックグラウンドの平均値レベルは870であり、星雲部中心近くの最も明るい部分の輝度値は1297、写野中の一番明るい恒星のレベルは9583である。65536階調中、星雲部のみの階調は、400くらいしかない。ヒストグラムを見ると、星雲を表現するのに使いたい階調は、ほんの僅かな範囲だけであることがわかる。その必要な範囲のみを切り出し限定して表示しなければ、ディスプレイ画面にははっきりとした像は現れてこない。

大抵のソフトでは、「Auto Contrast」と呼ばれているが、自動で切り出しレンジを設定して画像を表示する機能がある。ただし、自動調整だけでは、希望する仕上がり具合にはならないことが多い。しかし、最初は表示レンジの設定値は見当がつかないので、この機能を利用すると、そのレンジの値を参考にすることで、より短時間で、適正值にすることができる。取り敢えずは、最初、自動調整を利用する。その後、表示画像を見ながら切り出す範囲のLowとHighレベルを微調整する。

画像の全階調の中から必要な階調範囲を取り出すには、まず、不必要な範囲をカットすることである。画像のバックグラウンド、つまり空の部分は、たとえ、光害がなく夜空の暗い場所で撮像したとしても、真っ暗ではなく多少の明るさを持っている。光害地での撮像では、夜空が明るいほどバックグラウンドのレベルは高くなる。そして、露出時間が多いほど、天体の輝度レベルが上がるが、同様にバックグラウンドのレベルも上昇する。天体の輝度情報はバックグラウンドの上に乗っているので、0レベルからバックグラウンドのレベル値までは、天体の情報は何も無い。この部分は切り捨ててしまっても、全く影響ないことになる。これがLowレベルである。そして、切り出すHighレベルの設定しだいで画像のみえかたは大きく変わってくる。8ビット画像として切り出す範囲の最低値と最大値の範囲をレンジという表現を使う。図24にレンジの違いによるディスプレイ上でのみえかたのサンプルを示す。

図23は、16ビット（65536階調）画像データから必要階調範囲を切り出し、画面表示および最終出力用の8ビット（256階調）画像にスケールダウンする様子を示したものである。この図は、ある星雲を撮像した16ビットの階調の画像を想像で描いたものであるが、Aがバックグラウンドで、A B間が星雲部の階調、A D間が写野内にある恒星の階調範囲である。

#### ・ガンマ（ ）調整

冷却CCDカメラで得られた画像の輝度特性は、基本的に  $\gamma = 1.0$  の直線でリニアである。この特性のまま階調調整しても、中心部と周辺部で光度の差が大きい星雲、銀河、彗星などは、全体の構造を表現するのは難しい。周辺部の淡い構造をだすようにすると、中心の明るい部分が広い範囲で飽和してしまう。中心部がみえるようにすると、淡い部分が出てこないのである。そこで、このリニアな特性を変更することにより、ある程度広範囲にわたる光量差を表現できるようになる。

を調整するといっても、単純に直線の傾きを変えるだけでは、予想した効果はあまり期待できない。直線を曲線に変換することになる。天体画像で最も多く使われる簡単な手法に、対数変

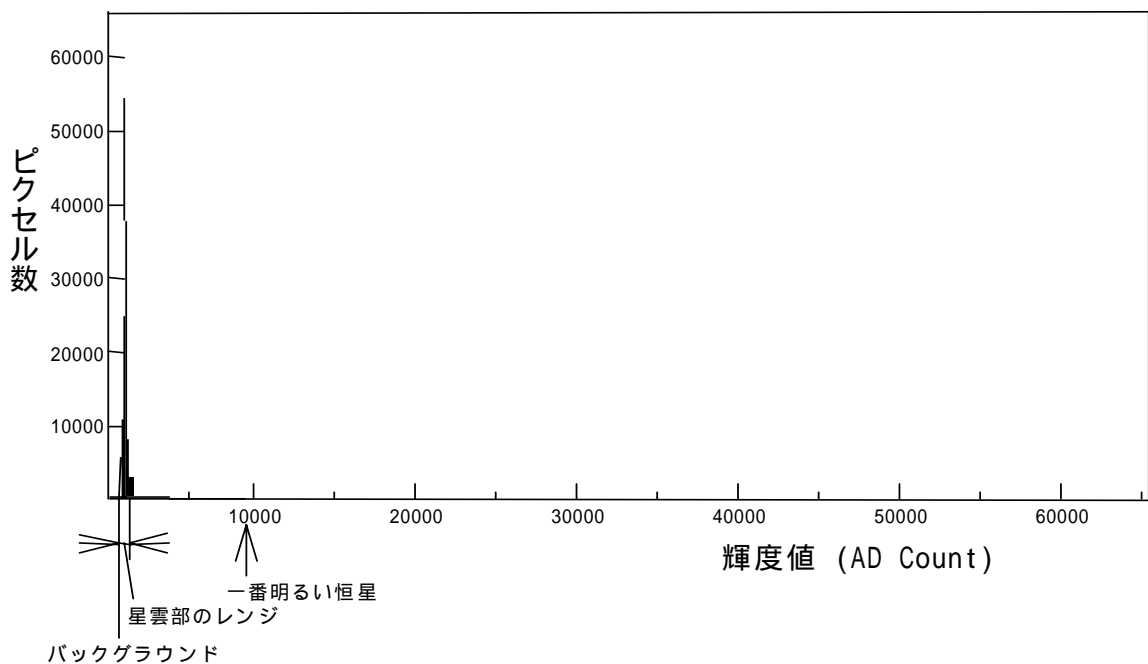


図22 ある星雲を撮像した画像のヒストグラム

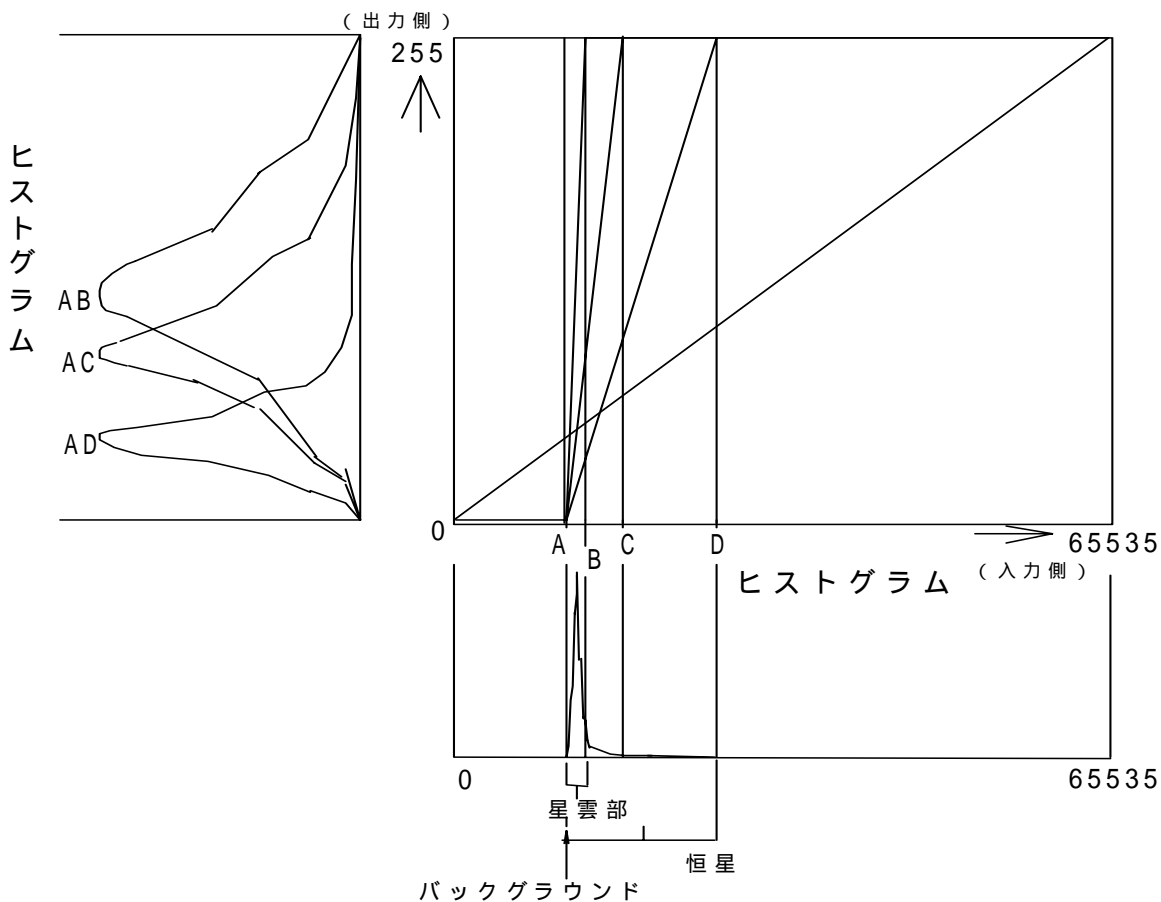


図23 切り出すレンジの違いによる画像のみえかた



図24 画像データを画面表示する見え方の違い

換がある。この変換は、多くのソフトで対応している。通常、対数に変換する演算の際に、係数をかけ算して度合いを調整できるようになっている。しかし、度合いをかなり強めないと、中心部の飽和を避けることができない。すると、不自然な画像となり、対数変換では満足な結果が得られないことが多い。

自然な見え方のまま良好な結果が得られる変換法が岡野邦彦氏によって考案された。銀塩写真フィルムの特性曲線になるように変換する手法であり、「デジタル現像」という名が付けられている。この処理を行なえる市販ソフトは、StellaImageが元祖であるが、MaxImage DLも同種の処理機能を持っている。

#### ・コンポジット処理

一次処理をすませると、測光と位置測定が可能となる画像が一応できあがる。そして、画像の明るさとコントラストを調整し、8ビット画像として出力すれば、一般にみられる画像となる。しかし、露出時間が短い場合や夜空が明るい状況での撮像では、1フレームのみの画像はS/Nが悪く、ざらついた画像になってしまう。そこで、複数フレームを撮像して、加算あるいは加算平均することにより、S/Nを改善することができる。この処理をコンポジットと呼ぶ。コンポジットするフレーム数をnとすると、ノイズ(ざらつき)は約 $1/n$ に減少する。ただし、たとえば、60分露出の1フレーム画像と6分露出の10フレームをコンポジットした画像は同じS/Nにはならない。前者のほうがS/Nは良好である。筆者の観測は、主に東京都三鷹市の国立天文台構内で行っているので、夜空が明るく、対象天体のレベル値が飽和しないぎりぎりまで露出時間をたっぷりかけたとしても(夏場ではVバンドで20分露出くらいまでが限界)、S/Nはひ

じょうに悪い。そのため、最低でも8フレーム以上を撮像して、必ずコンポジット処理を施している。

複数の画像を順次加算していくと、画像全体のレベル値はしだいに増加するので、32ビット以上で内部演算を行っているソフトでないかぎり、16ビット演算では全体がすぐに飽和してしまう。16ビット演算しかできないソフトを使う場合は、2つのフレームを組にして加算平均をすることになる。この時、複数フレームを順番に次々と加算平均してはならない。均等な割合で加算平均するには、偶数フレームの画像を用意しておき、トーナメント方式のように2組ずつの演算をしだいにつめてゆくようにする。

最近のソフトは（フォトタッチ・ソフトを除く）32ビット以上で演算しているものが大部分なので、上記のような手法は不要である。加算のみの処理後、32ビット画像から8ビット画像に切り出せばよい。

コンポジット処理の結果、S/Nが良好になると、その分、測光精度を上げることができる。また、ジェットや尾の微細構造が、輪郭強調処理や画像復元処理に対してより大きな効果が得られることから、明確にみえるようになる。

#### \* メディアンによるコンポジット

彗星像の重心位置を合わせてコンポジットすると、彗星は恒星間を移動しているので、加算あるいは加算平均を採用して合成された画像は彗星像の周りに破線状の恒星像がたくさんできる。彗星コマを突っ切る恒星も少なくはない。露出時間が長いほど、またコンポジットするフレーム数が多いほど、彗星と重なる恒星が増加する。そうすると、核近傍の構造がみえなくなり、光度測定は不可能となる。そこで、メディアン（中央値）をとったコンポジットを採用すると、恒星は同じ位置にないので、恒星像がほとんど消えた画像を得ることができる。ついでに、ランダム・ノイズも消えてくれる。

ただし、コンポジットする各画像は、バックグラウンドのレベル値（スカイ・レベル）が同じでなければならない。一次処理まで済ませてもそのままの画像では、観測中に彗星の高度が変化することからスカイ・レベルは一致しない。スカイ・レベルが最も明るいフレームを基準にして、各フレームの画像全体に差分値を加算する作業を行なう。

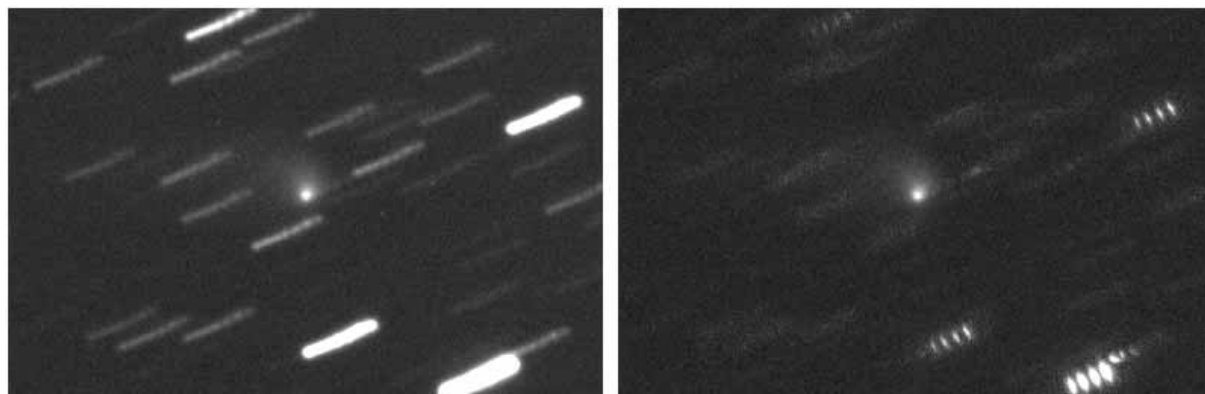


図25 加算（左）とメディアン（右）によるコンポジット画像の比較

恒星像を完全に消すためには、かなり多くのフレーム数を必要とする。30フレーム以上、あるいはそれ以上必要かもしれない。最低8フレーム以上欲しいところであるが、恒星像が僅かに残っても、誤差の内として無視できるレベルなので、そのまま測光に使用できる。

#### \*メトカーフ法によるコンポジット

彗星像が淡くコマの集光度が弱いと、重心位置を正確に求められないことがある。この場合、彗星の位置を一致させコンポジットするためには、各フレームに写っている恒星を基準にして、天球上における彗星の単位時間あたりの移動量を元に計算して位置合わせする手法を採用する。手計算で行なうには、かなりの時間がかかるだろう。「StellalImage 4」にはそれを行なう機能があり、簡単操作で処理することができる。このソフトでの操作は、最初に、コンポジットする全ての画像に写っている同じ恒星の重心位置を設定する。そして、移動量の情報として、彗星の赤経方向、赤緯方向の単位時間あたりの移動角距離と彗星の赤緯を入力する。画像情報として、1ピクセルの角距離と画像の真上のポジション・アングルを入力する。すると、それらのデータから計算され、自動でコンポジット処理画像ができあがる。

#### ・ローテーション・グラディエント処理

画像の埋もれている情報から微細構造を抽出する画像処理法がたくさんある。大きく2つに輪郭強調処理と画像復元処理に分けられる。輪郭強調処理の内、アンシャープ・マスキング法が有名であるが、際立った効果を得るには限界がある。彗星のジェットや尾の構造は、核位置に対して放射状であるので、核位置を中心に画像を回転させ引き算する手法を取り入れた「ローテーション・グラディエント法」が劇的な効果が得られる。同種の処理法として、他に「リング・マスキング法」、「Larson-Sekanina法」などがある。この種の処理は、天体の中心部と周辺の大きな輝度差を狭める利点を合わせて持っている。

ローテーション・グラディエント法により処理を行なうには、StellalImage 4 に簡単操作で処理できる機能があるので、それを利用されたい。理屈がわかれば、他のソフトでも処理することが可能である。

原理は、オリジナルの画像をコピーし、彗星核位置を中心として10~20度左回転させた画像と同じ角度右回転させた画像を作る。オリジナル画像から加算あるいは乗算でゲタをはかせた画像を作り（引き算した後にマイナスの値にならないため）、その画像から左右回転させた画像をそれぞれ引き算する。そして、引き算してできた左右回転差分の2つの画像を足し算するとできあがる。回転角とゲタをはかせる度合いによって、S/Nが悪化したり偽りの模様ができたりするので、値を変えながらほどよい結果となるよう、試し処理を繰り返す必要がある。

図26は、ヘール・ボップ彗星のジェット構造を処理したものである。このようなジェットの微細構造を捕らえることができ、ある程度の期間の変化として何日かのデータがあれば、シミュレーション解析により、核の自転周期と軸の方向を求めることができる。

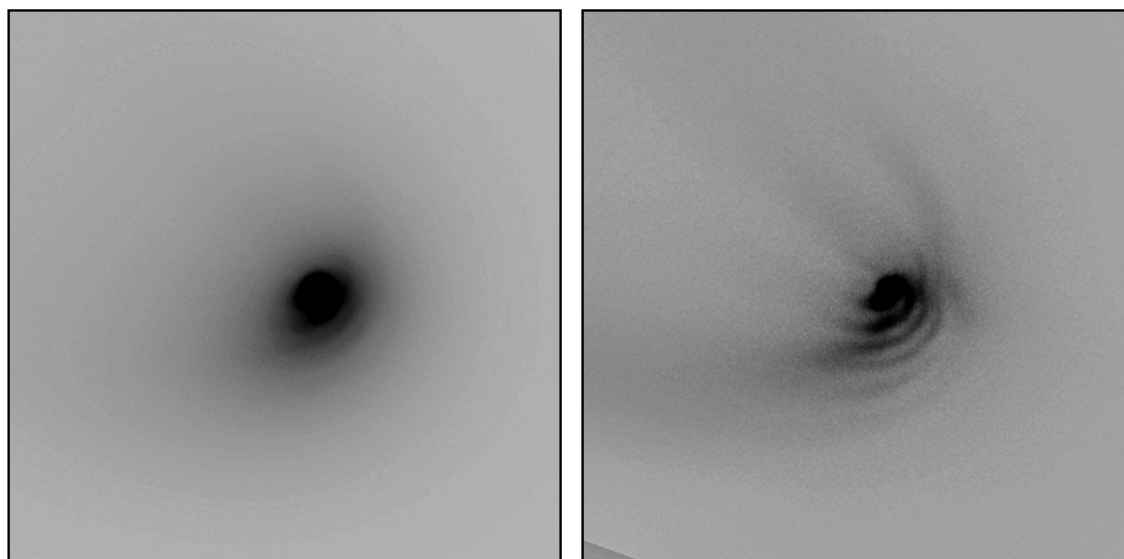


図26 ローテーション・グラディエント法で処理したヘール・ボップ彗星のジェット構造  
左：未処理、右：処理後（撮影：1997年4月24日、口径50cmカセグレン式反射望遠鏡）

#### （7）光度測定（測光）

冷却CCDカメラによる観測から彗星の全光度を測定するためには、最低限、画像はフラット・フィールド補正も含めた一次処理を施すこと、S/Nが悪い場合はコンポジット処理を行なう。ソフトは、1ピクセル単位で大きさが調整でき画像全体まで範囲を広げることができる矩形または円形範囲の総カウント値あるいは平均カウント値と面積を表示できる機能が必要である。

筆者は、常に、彗星はメディアンでのコンポジット、標準星は加算のみのコンポジット処理を施した画像を測定している。ソフトは、StellaImage 4 を使用している。このソフトでの測定方法を以下に解説する。

##### （a）彗星の測定

StellaImage 4 は、矩形範囲と円形範囲の両方の測定が可能であり、彗星の形状や恒星との位置関係により、どちらを使うかを選択できる。明るい尾がある場合やたくさんの恒星が写っていて恒星間の隙間が狭い場合は、矩形範囲（ピクセル情報モード）を使用する。尾がないあるいは淡い場合には、円形範囲（光度測定モード）を使用する。

彗星の測定範囲を決めるには、レベル調整にて画像のコントラストを最大に上げ（Lowレベルはあまりカットしないように）、コマの最周辺部がみえるようにする。そして、コマ全体を少し余裕を持ち大きめに囲むようにする。

全光度とは、尾を除くコマ全体の明るさである。顕著な尾がある場合は、コマ中に尾の付け根部分が含まれることがある。尾だけを除外するのは困難であるので、尾の明るさも加わり明るめの値として測定されることになる。このような場合、測定範囲の位置および面積の僅かな違いが

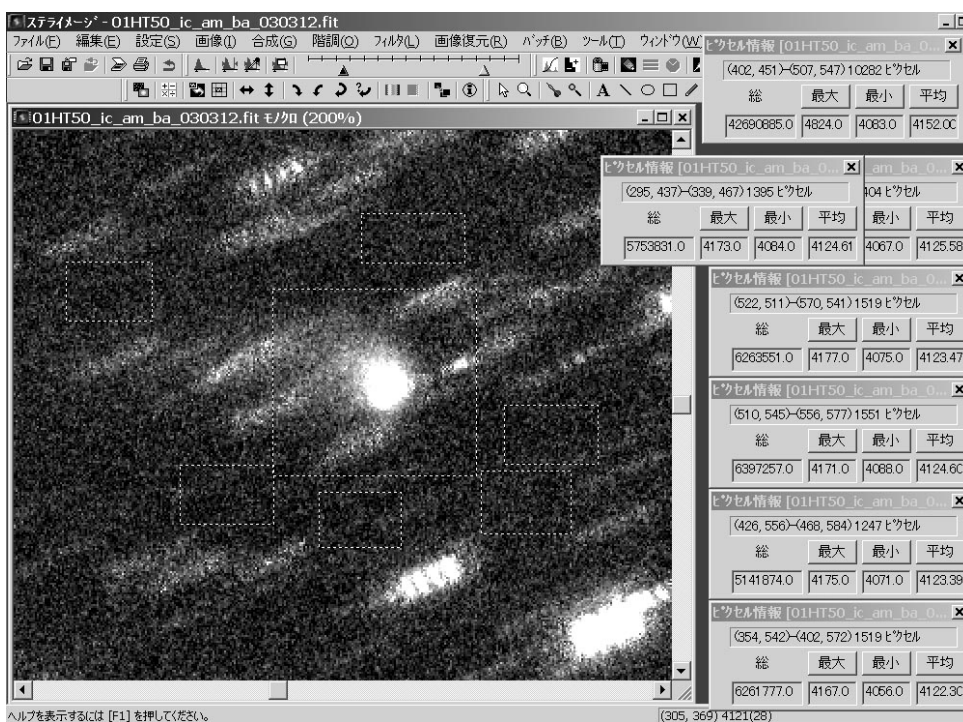


図 27 矩形範囲による彗星の光度測定

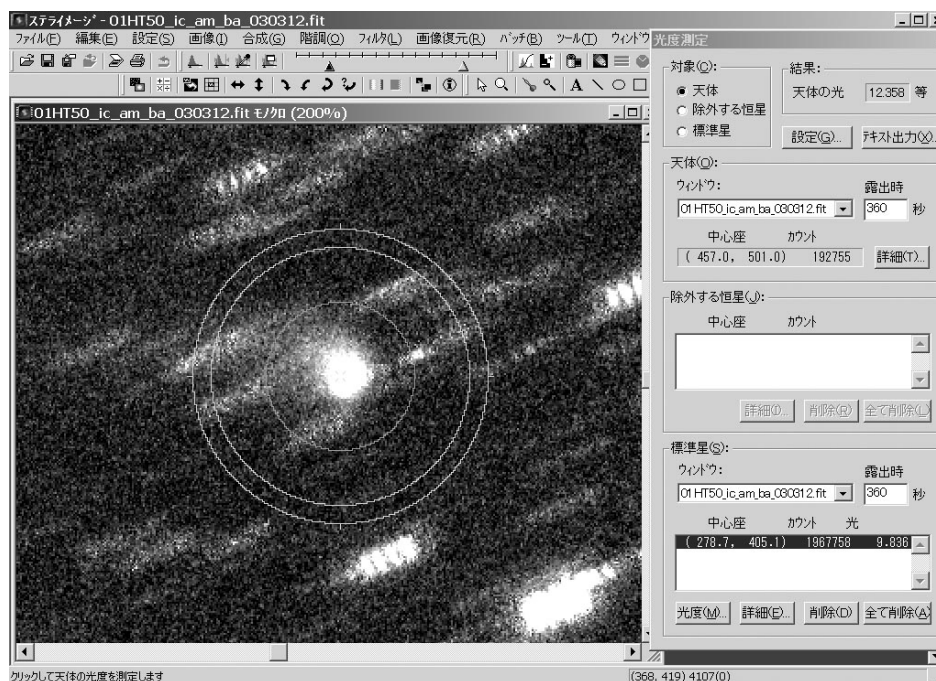


図 28 円形範囲による彗星の光度測定

大きな等級差となるので、測光値のバラツキを少なくするためには、測定範囲の設定を常に安定させることが重要である。矩形範囲で測定する場合は、図27（印刷で枠がみえるように、コントラストはあまり上げていない）のように、まず矩形で彗星コマを囲い、そして、彗星を測った値からskyのレベルを引き算しなければ本来の彗星の光度が求められないので、コマ周辺のなるべ

く近い場所で恒星や尾が写っていない部分を、コマを取り囲むように5～9カ所のskyレベルを測定する。Shiftキーを押しながら、マウスでドラッグして矩形範囲を設定すると、測定値が表示されたウィンドウが次々に表れる。図27の一番右上のウィンドウが彗星の値であり、他はskyの値である。これらの情報ウィンドウ内の数値は範囲選択しコピーする（クリップボードへのコピー）ことができるので値を他のソフトへ渡すことが可能である。そして、等級算出の計算へと進む。円形範囲での測定では、図28のように、光度測定ウィンドウにて天体を選択し、設定で彗星を測る半径とその周囲のskyを測る内径と外形を入力してから彗星中心部でクリックすると画像に測定範囲として3つの円が表示される。このモードでは、恒星像が流れているため、恒星像がかからないようにskyの測定範囲を決めるのが難しい。また、明るい尾がある場合は、尾の明るさがskyレベルに加算されるため、その分の誤差が生ずる。このような場合は、矩形での測定を採用する。Skyを測る領域は、コマの滞りぎりは避け、余裕を持ってより外側を設定すること。詳細ボタンをクリックすると、測定値を表示でき、各値はクリップボードにコピーできる。

### (b) 標準星の測定

どの星が測定する標準星かを、チャートやステラナビゲータで調べる。その恒星像に対して、彗星を測るときと同様の操作を行なう。

図29は、StellarImage 4の円形範囲による測定である。光度測定のウィンドウで標準星を選択して、設定で円の半径を決めクリックすると測定範囲を示す円が表示される。標準星の等級を入力すると、結果：天体の等級が計算され表示する。露出時間は、FITS画像のヘッダー情報を自動で読み取った値が表示されている。実際の値と異なる場合は、修正する。

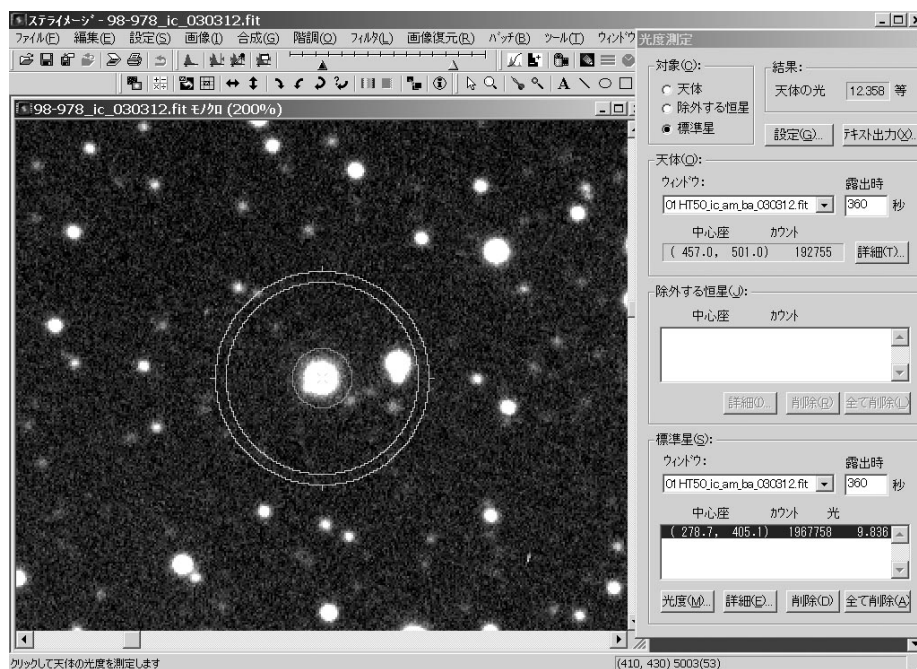


図29 円形範囲による標準星の光度測定



彗星を矩形で測った場合でも、自動での等級計算が使えないが、標準星だけを円形範囲で測定してもかまわない。

(c) 等級の算出

彗星の等級  $M_c$  は、標準星の等級を  $M_s$ 、彗星の総カウント値を  $I_c$ 、標準星の総カウント値を  $I_s$  とすると、次式で計算できる。

$$M_c = M_s + 2.5 \log ( I_s / I_c ) \dots\dots\dots [式 3]$$

総カウント値は sky レベルを引き算した値である。  $I_c$  と  $I_s$  を求めるには、次式のように天体を測った平均値から sky の平均値（矩形により sky を複数箇所測定した場合は、それらの平均値を採用する）を引き算して、測定範囲の面積を掛け算する。なお、[式 3] の  $( I_s / I_c )$  は、彗星と標準星の明るさの比であるので、それぞれの露出時間は等しくなければならない。実際の露出時間は異なるため、露出時間の比を掛け算して補正する必要がある。

$$\text{総カウント値} = ((\text{天体の平均値} \quad \text{skyの平均値}) \times \text{面積}) \times \text{露出時間の比} \dots\dots [式 4]$$

筆者は、これらの計算を行なうのに、表計算ソフト (Microsoft Excel) を使用している。

(d) 大気吸収による減光量の補正

まず、エアマス ( $X$ ) を求める。エアマスとは、ある方向を見通す大気のを、天頂が 1.0 として表したものである。大気の成分や密度が全て一様であり、地球が球形ではなく地表が平らであると仮定すると、 $X = 1 / \cos z$  で求めることができる ( $z$  は天頂距離)。

実際には、高度が低くなると、この式では誤差が大きくなるので、次に示す Rozenberg の式を使用することが推奨されている。

$$X = 1 / (\cos z + 0.025 \exp(-11 \cos z)) \dots\dots\dots [式 5]$$

天頂 ( $z = 0^\circ$ ) では  $X = 1.0$ 、高度  $0^\circ$  ( $z = 90^\circ$ ) では  $X=40.0$  になる。

大気による吸収 (と散乱) の要因として、次の 3 つを考える。空気分子によるレーリー散乱 ( $A_{ray}$ )、エアロゾルによる散乱 ( $A_{aer}$ )、オゾン成分による吸収 ( $A_{oz}$ ) である。エアマスを 1.0 とした吸収量は、観測地の標高を  $h$  [km] として、それぞれの値を次式で求める。

$$\begin{array}{ll}
A_{ray} = 0.1451 \exp (-h / 7.996) & \text{[等 / エアマス]} \\
A_{aer} = 0.120 \exp (-h / 1.5) & \text{[等 / エアマス]} \\
A_{oz} = 0.016 & \text{[等 / エアマス]} \dots\dots\dots [式 6]
\end{array}$$

そして、最終的な吸収量 ( $A$ ) は、これらの値の合計となる。

$$A = A_{ray} + A_{aer} + A_{oz} \quad [\text{等/エアマス}] \cdots \cdots \cdots [\text{式7}]$$

ただし、吸収量は波長により異なる。これら計算式中の係数は、Vバンドの波長域の値である。他のバンドにおける値を求めるには、波長ごとの吸収係数が理科年表の大気吸収の項に記述されているので、波長間の比を求め補正すればよい。

補正係数は、Bバンド：2.000、Rバンド：0.760、Iバンド：0.272となる。

例として、 $h = 1.0 \text{ km}$  で計算すると、

$$\begin{aligned} A_{ray} &= 0.128 \\ A_{aer} &= 0.062 \\ A_{oz} &= 0.016 \\ A &= A_{ray} + A_{aer} + A_{oz} = 0.206 \end{aligned}$$

となる。この値が天頂 ( $z = 0^\circ$ ) における大気吸収量 (単位は[等級]) である。

高度  $20^\circ$  ( $z = 70^\circ$ ) では、 $X = 2.919$ となるので、大気吸収量は0.601等となる。

なお、吸収量は大気中の水蒸気量で大きく変化する。これまでの計算は平均的な春と秋の時期の値である。夏季では、

$$A_{aer} = 0.156 \exp(-h / 1.5) \quad [\text{等/エアマス}]$$

冬季では、

$$A_{aer} = 0.084 \exp(-h / 1.5) \quad [\text{等/エアマス}]$$

を採用する。 $A_{ray}$ 、 $A_{oz}$ は、変化しない。

観測場所の標高に対する計算値を、 $z$ が  $1^\circ$  刻みの表を作成しておけば便利である。天体の高度が  $30^\circ$  以上あれば、 $z = 1^\circ$  刻みでも十分であるが、彗星は高度  $10^\circ$  以下の極低空での観測も多いので、表計算ソフトなどに計算式を組み込んで利用すると、計算上は完璧な補正ができるだろう。しかし、大気吸収量は、同じ季節であっても気象条件により変動する。観測時における吸収係数を正確に求めることは不可能であるので、あくまでも平均的な値を算出することになる。

## Air-Mass and Air-Scattering Correction

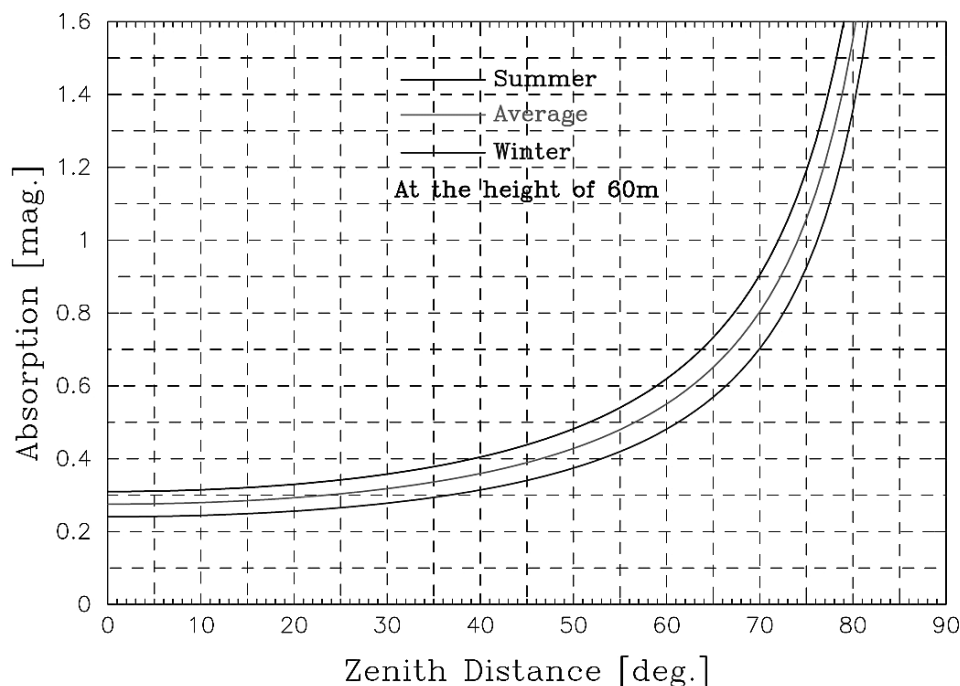


図30 天頂距離による大気吸収量の変化

【参考文献・資料】

- [1] 福島英雄：天文アマチュアのための冷却CCD入門、誠文堂新光社、(1996)
- [2] 福島英雄：パソコンで行なう天体画像処理、天文情報処理研究会第37回会合「パソコンベースの天文ツール」集録、P15-25、(1999)
- [3] 天文ガイド別冊 INTERACTIVE ASTRONOMY Vol. 1 ~ 15、誠文堂新光社、(1995-1998)
- [4] Landolt, A. U.: UBVR photometric standards around the celestial equator, *Astron. Astrophys. J.* 1988, 439-460, (1983)
- [5] Schild, R. E., P.A.S.P.: CCD photometry of M67 stars useful as BVRI standards, *Schild, R. E., P.A.S.P.*, 1021, (1995)
- [6] LONEOS / Johnson-Cousins BVRI photometry for faint field stars version, 11 Jul 2002  
<http://www.tass-survey.org/tass/catalogs/catalogs.html>  
<http://www.tass-survey.org/tass/catalogs/catalogs.html#loneos>  
<ftp://ftp.lowell.edu/pub/bas/starcats/loneos.phot>
- [7] F. Natali, G. Natali, E. Pompei, and F. Pedichini:  
 The use of the (B-I) color index and applications of the (B-I) versus (B-V) relationship, *Astron. Astrophys.*, 289, 756-762 (1994)