光電測光の

整約の手引き

―― 直流法とフォトンカウンターの２つの観測法を考慮した ――

主な内容

- ○ 大気減光の補正　　解説と例題
- ○ 標準システムへの変換　　解説と例題
- ○ 差測光法　　解説と例題
- ○ 減光系数決定のための標準星リスト
- ○ 変換系数決定のための標準星団リスト

原著　“Astronomical Photometry”
by AREN A. HENDEN amd RONALD H. KAITCHUCK
1982, New York, VAN NOSTRAND REINHOLD COMPANY
の　第４章と付録を中心にした訳

目次

付録

第４章

データ整約

光電測光のデータを扱うには、３つの段階がある。それは、収集、整約、解析と呼ばれている。
データ収集のテクニックは、第９章で扱い、そこで実際のデータを得る前に十分研究することにする。
ここでは、第９章より以前に、データの整約を扱う。それは、有効にデータの収集を行うためには、整約の過程に合わせた観測の型の知識が必要であるからである。カウント数またはメータのふれから、標準システムの等級に結びつけるまでをデータ整約といい、こみ入った過程ではあるが、多くの研究には必要な過程である。この章を注意深く読み、付録の例題を解いてみれば、３色測光のデータを標準システムへ変換できるようになるであろう。
３つめの データ解析は、この本では扱わず、個人に残しておく。等級と色の決定といった以上の、周期・軌道要素・その他の量の解析は、研究の目的によって異なるので、他の文献を参考にして下さい。

４．１ データ整約の概要

星と空のナチュラルシステムでの測定があるとする。そのデータを整約する方法は、多くのやり方がある。ほとんどの方法に共通する一般的なあらすじは、次の通りである。

1. フォトカウンターを使用した時は、その値を一貫したものに直すこと。任意の時間間隔あたりのカウント数を、秒あたりのカウント数に直す。このカウント数には、不感時間の補正をほどこすべきである。直流法では、セットしたアンプのゲインを、較正表を使って正確なゲインの値に直さねばならない。これは、８．６節で述べる。

２　星から空を差し引く。これは、数を、対数値（等級）に直す前に行なわなければならない。

３　器械等級と色（以下「器戒等級」とはナチュラルシステムでの等級の意味で用いる）を計算する。
差測光（Ｄｉｆｆｅｒｅｎｔｉａｌ　Ｐｈｏｔｏｍｅｔｒｙ）では、変光星と比較星の間の等級差を計算する。

４　減光係数を決定し、減光補正をほどこす。このステップは、差測光ではしばしば不要である。
器戒等級のままでよいなら、第７ステップへ飛べ。

５　標準星を使ってゼロ点定数を決め、必要ならば変換係数も決定する。

６　器械等級と色の値を、標準システムに変換する。

７　その夜の質を見積もるため、変換した等級と色を受け入れられている値と比べる。差測光では、減光を補正した後で比較星の値が一定になっているかどうかを調べる。

８　この観測を役立てたり、公表したりするために必要な、時間の換算等の補助的な計算を行う。

第１，２，３，５，６，７のステップは、付録Hに実例で示した。第４ステップの実例は、付録Gに示した。
第８ステップは、第５章で詳しく述べる。
以下、これらのステップのいくつかについての考え方と、困難性を概観し、差測光についてデータ整約の実例を示す。

４．２ 不感時間の補正

フォトンカウントシステムの大きな弱点の１つは、接近したパルスどうしを正確にカウントできないことである。フォトマル、プリアンプ、カウンターが１つのパルスを検出した後すぐに、くっついてくるパルスに応答できない短い時間が存在する。これを不感時間（ｄｅａｄ　ｔｉｍｅ）と呼ぶ。

もし２つ以上のパルスが、装置の不感時間より短い時間内に到着したら、これらのパルスは単一のパルスとして検出される。明るい光源からの光子は、暗い光源からのものより、平均的にはより接近した間かくでやってくる。明る光源からはじめの１０ナノ秒間に４個のパルスが到着したとしても、次の１０ナノ秒ではゼロであったりするように、これらのパルスは平均した間かくでやってくるわけではない。

フォトマルやプリアンプ、カウンターの不感時間は、カタログ上の値を信用してはならない。それは、実際の観測ではとても期待できない充分はなれた均一なパルスをもとにして測ったものであるから。

不感時間の長い装置ほど、不正確である。一般的には、カウンターは少なくとも１００MHｚのレスポンスを持ったもの、プリアンプはできるだけ速いものを使うべきである。Ｇｏｅｔｈ　Ｌｉｎｋ天文台では、第７章のＴaylor のプリアンプは、システムの中で最も遅い部分である。普通、フォトマルの不感時間は、プリアンプやカウンターに比べると、とるに足らない。

この不感時間の問題は、明るい光源に対して、カウントを非直線的にする。

不感時間を補正する式は、形は簡単であるが、解くのは難しい。その式は次のようになる。

$$n=Ne^{-tN} \qquad （４．１）$$

ここで、ｎは秒あたりのカウント数。Nは数えおとしのない「真の」カウント数。ｔは不感時間係数であり、観測カウント数が 真のカウント数の１／ｅに落ちるときの値ｔ＝１／Nとして定義される。
式 ４．１を変形して

$$\frac{n}{N} = e^{-tN} \qquad （４．２）$$

両辺の自然対数をとると

$$\ln (n/N) = -tN$$

または

$$\ln (N/n) = tN \qquad （４．３）$$

Nに対する ｌｎ（N／ｎ） のグラフを書けば、ｔはそのベストフィット直線の傾きである。しかし、我々はNを知らないため、ｔについて解くことはできない。

そこで、低いカウント数では、不感時間の補正は無視してよいということを利用する。フォトマルに達する光を、既知の係数（＝ｂとする）だけ減らすものを用いる。そうすれば、このアテネッタを入れれば、フォトマルには１／ｂの光だけが達する。このアテネッタとして何を用いるか、は後で議論する。

そのアテネッタを入れて、光源か星を観測すると、測られるカウント数n_L は小さく、真のカウント値N_Lにかなり近くなる。アテネッタをはずせば、真のカウント値N_Hはｂ倍だけ増すことになる。すなわち

$$N_H=bN_L \quad bn_L \qquad （４．３ａ）$$

しかし、観測されたカウント数は、不感時間のロスのためいくらかは小さい。観測された値の比、bn_L対n_H は不感時間係数に関係する。式４．３式を次のように書く。

$$\ln\left(\frac{b n_L}{n_H}\right) = t b n_L \qquad (4.4)$$

異なる明るさの光源を、アッテネータを入れた場合と入れない場合について観測し、$b n_L$に対する$\ln(b n_L/n_H)$をプロットすれば、その傾きからｔを求めることができる。

普通使われるアッテネータとして、次の３つの方法がある。それぞれについて考えてみよう。

１．　口径を絞る方法

この方法は、望遠鏡を明るい星に向け、鏡筒の前を円形の穴をあけた板でおおうやり方である。小さい第一の絞りを通したカウント数をn_Lとし、第二の大きい絞りを通したカウントをn_Hとする。ｂは、この２つの穴の面積比である。
この方法は、反射望遠鏡には使わない方がよい。それは副鏡のサポーター（スパイダー金具）は入ってくる光をさまたげないように光軸からはずした小さい穴でなければならないから。そうでなければ、ｂを計算する際に副鏡サポーターの面積を注意深く考慮しなければならない。これは副鏡セルの断面が円形であり、かつサポート板が無視できるくらい薄くなければ、難しい。

２．　測光器のダイアフラムを使う方法

この方法は、光源が星ではいけない。光源は、表面が均一な明るさを持つ拡がった対象でなければならない。この目的のためには、均一に照明された白い板を望遠鏡の前に置けばよい。測光器の中のダイアフラムを使用し、小さい穴に対する値をn_L、大きい穴に対する値をn_Hとする。ダイアフラムの穴の面積の比がｂである。
この方法の問題点は、板を均一に照明することと、ダイアフラムの大きさを正確に知らなければばらないことと、また、そのダイアフラムの組合せだけで、２回以上の測定を行うには、光源の明るさを変えなければならない。フォトマルがオーバーロードしないように充分気をつければ、白昼の空を光源に使用することができる。

３．　ＮＤフィルターを使う方法

この方法は、フィルタースライドにＮＤフィルターを入れて使うものである。光路上にＮＤフィルターを入れた場合を入れない場合で、星を測定する。フィルターの濃度がｂである。
この方法の問題点は、ほんとうに中性なフィルターはない、ということである。つまり、フィルターを通る光量が、星の色に依存するということである。このことが、この方法をやっかいなものにしているが、一度この色効果を較正すれば、このＮＤフィルター法は、不感時間係数を求めるのに便利な方法である。
フィルターの色依存性を較正するために、大きく色の異なる星のいくつかを、フィルターを入れた場合と入れない場合で測定する。実例を示した付録Ｃで、選ばれた星が比較的暗いのは、不感時間の補正を無視できるためである。それぞれの星の等級差（ｖ１－ｖ０）は次式によって計算する。

$$v1 - v0 = -2.5 \log(n1/n2) \qquad (4.5)$$

ここで、ｎ１はフィルターを入れた場合の、ｎ０は入れない場合のカウント数である。（Ｂ－Ｖ）に対する（ｖ０－ｖ１）を、それぞれの星についてプロットする。その結果は、水平に近い線になる。インデアナ大学で使っているフィルターの場合、最小二乗法での結果は、次の通りである。

$$v1 - v0 = -0.008(B-V) + 3.934$$

これは、色にほとんど依存していないようである。係数ｂは、フィルターを通したときと通さないときの強度の比である。つまり、

$$v1 - v0 = -2.5 \log (I1 / I0) \qquad (4.6)$$

または

$$b = I0 / I1 = 10^{0.4 (v0 - v1)} \qquad (4.7)$$

こうして、不感時間係数は、明るい星を使った観測によって求めることができる。

不感時間係数を決める例を付録Ｆに示した。その係数ｔがわかれば、与えられたカウント値について、式４．１を解くわけであるかが、それにはくり返し法が使われる。まず、Nの代わりに観測されたカウント数n_0を使い、補正したカウント数n_1を計算する。次に新しいNとして$n_1 + (n_0 - n_1)$を代入する。このくり返しを、要求する精度でn_kがn_{k+1}に等しくなるまで行う。
不感時間を補正する例題は、付録のH．２節に示す。

４．３ 器械等級と色の計算

１．７節で、器械等級と色を計算するのに必要な式を、含まれている定数の物理的解釈と共に示した。特にＵＢＶシステムに合わせて、式１．１０と１．１２を書けば

$$v = C_v - 2.5\log d_v \qquad (4.8)$$

$$b-v = C_{bv} - 2.5\log(d_b/d_v) \qquad (4.9)$$

$$u-b = C_{ub} - 2.5\log(d_u/d_b) \qquad (4.10)$$

ここで、ｄは観測されたフレまたはカウント数である。これらの器械的な値は、４．５節で変換式のゼロ点シフトに値を与えるために使われるので、定数Ｃは任意である。直流法では、式４．８～４．１０は次のようにあらわす。

$$v = -2.5\log(d_v) + G_v \qquad (4.11)$$

$$b-v = -2.5\log(d_b/d_v) + G_b - G_v \qquad (4.12)$$

$$u-b = -2.5\log(d_u/d_b) + G_u - G_b \qquad (4.13)$$

ここで、Ｇはフィルターごとのゲイン、ｄはセットしたゲインでのペンレコーダのフレである。
フォトンカウンターでは、

$$v = -2.5\log(C_v) \qquad (4.14)$$

$$b-v = -2.5\log(C_b/C_v) \qquad (4.15)$$

$$u-b = -2.5\log(C_u/C_b) \qquad (4.16)$$

ここでＣは、フィルターごとのカウント数である。
どちらの方法についても、実例を付録Ｈで示す。

４．４ 減光補正

減光は、星の光が地球大気を通る間に失われるものであることを覚えておこう。すべての出版公表された結果は、この補正を行っていて、大気外等級と呼ばれる地球大気の外での星のみかけの等級をあらわしている。
第１．８節で、議論され、付録Ｊで導かれる式は、この減光の扱いにもとづいている。この節で行う説明多くの部分は、Ｈａｒｄｉｅ[1)] による。

ほとんどの減光補正は、大気量に関連した１次減光による。ずっとよい精度を必要とするなら、２次減光を考慮しなければならない。

４．４ａ 大気量の計算

高度３０°以上では、観測者と星の間の大気総量は、付録Ｊで導かれるように簡単な平行平面近似でよく、０．２%以下の精度がある。高度が３０°以上、つまり天頂距離が６０°以下では、この近似であらわされる。

$$X = \sec Z \qquad (4.17)$$

ここで、

$$\sec Z = (\sin\Phi\sin\delta + \cos\Phi\cos\delta\cos H)^{-1} \qquad (4.18)$$

Φは観測地の経度、δは星の赤緯、Hは時角である。星野光が横切る大気の量がXである。この量は、星が天頂にあるときに最小になり

$$\sec Z = \sec 0^\circ = 1$$

この大気の総量は、伝統的に大気量（ａｉｒ ｍａｓｓ）と呼ばれているが、この言葉は、むしろ大きな空気の円柱の量を想像する。

天頂距離が、６０°より大きいときは、平行平面という近似は破れる。地球が球である効果に、もっと近づいた近似が必要になる。最も一般的に使用される多項式近似は、Ｂｅｍｐｏｒａｄ（１９０４年）によって集められたデータについて考えられ、Ｈａｒｄｉｅ[1)]によって次のように示された。

$$X=\sec Z-0.0018167(\sec Z-1)-0.002875(\sec Z-1)^2 -0.0008083(\sec Z-1)^3 \qquad (4.19)$$

ここでZは、真のではなく、みかけの天頂距離である。式４．１９は、大気量が6．8のところで、Ｂｅｍｐｏｒａｄのデータに0．1%以上の精度でフィットする。これは水平線より１０°高いだけであり、ふつう観測したいと思う高度よりは低いであろう。

しかし、これらのデータは、世紀の変わりめに行った１地点だけでの、平均的な空の条件を示しているにすぎないので、実際の大気量に対して0．1%の精度があるということは期待できない。

例題：

北緯４０°にいる観測者が、σＬｅｏ（RA＝１１ｈ２０．６m、DEC＝６°８‘２１“）をみかけの時角３ｈ（=４５°）で観測した。観測者とσＬｅｏの間の大気量はいくらか、

式4．１８から

$$\sec Z = [\sin(40^\circ)\sin(6.1392^\circ)+\cos(40^\circ)\cos(6.1392^\circ)\cos(45^\circ)]^{-1}$$
$$=1.6466$$

式4．１７から

$$X = \sec Z = 1.6466$$

比較のために、精度を上げて式4．１９を使うと

$$X = 1.6466 - 0.0018167(0.6466) - 0.002875(0.6466)^2 - 0.0008083(0.6466)^3 = 1.6440$$

この２つの結果は、約0．1%で合っていることに注意せよ。

４．４ｂ　１次減光

　地球大気の中での光の吸収には、多くの要因が重要な役割を果たすので、減光に関する厳密なモデルをつくることは、とても難しい。
　それを第一近似すると、最も大きく吸収に寄与する大気量という変数を計算するということになる。この近似は、次式のようになる。

$$v_0 = v - k'_v X \qquad (4.20)$$
$$(b-v)_0 = (b-v) - k'_{bv} X \qquad (4.21)$$
$$(u-b)_0 = (u-b) - k'_{ub} X \qquad (4.22)$$

　ここで、k'は大気量１あたりの等級であらわした１次減光係数である。小文字０は、大気外の値を示す。
　上式を変形して

$$v = k'_v X + v_0 \qquad (4.23)$$
$$(b-v) = k'_{bv} X + (b-v)_0 \qquad (4.24)$$
$$(u-b) = k'_{ub} X + (u-b)_0 \qquad (4.25)$$

　こうして、減光係数の値は、１つの星を大気量の変化に対しておっていき、Ｘに対する色指数、等級をプロットしていくことで決定できる。この直線の傾きが、減光係数であり、切片が大気外の等級 または 色指数である。

以上は、理想的は場合である。実際には、時には星野方向の大気量は多少変わるし、空も変化していくかも知れない。さらに。もし大気が静的であるとしても、空のいろんな部分で減光は一定ではない。平均曲線のまわりに分散をおこすその辺かは、部分的なゆらぎのためかもわからないし、もっと大きな、東西方向のようなスケールでの変化かも知れない。さらに、大気は含まれている水蒸気とダストによっても変化する。第４．４ｃ節で説明するように、その他の複合的な要因によって、減光は色に依存したものになる。

　以上の議論によって気を落としてはいけない。減光を正確に測定することは、骨のおれる問題であり、実際の観測では高精度に決定することはほとんどない。したがって、２，３％の精度で減光係数の値を知ることで、ほとんどのプロの天文学者は満足している。おすすめする減光係数決定のための観測方法は、第９章で述べる。
１次減光係数を決めるいくつかの方法が、ほとんど共通した２つの方法は、比較星を用いる場合と、目的星の近くにあるＡ０星を使う場合である。
以下に、それを議論する。

　減光は場所によって変化する可能性をもっているので、最良の選択は、減光星として、観測する変光星の比較星を使うことである。これは２つの利点がある。つまり、減光の測定は、変光星から時間的にも空間的にも遠くはなれていてはいけないということ。そして、変光星とほとんど同じ色の比較星を使っていれば、２次の減光は無視できるからである。
　この方法は、その夜のほとんど１つの変光星の観測にあてはまるプログラムにだけ合っている。そして、減光係数を決定するためには、大気量の広い範囲で比較星を十分な数だけ測定することが一番大切である。例題をＧ．１節に示す。

　１次減光係数を決めるもう一つの方法は、観測している空の領域をおおうＡ０星たちを使うことである。こうすれば、最小二乗法を使って減光を直接に決定できる。この方法は、短時間で実行できるという利点がある。
　しかし、最小二乗法は複雑であり、もしコンピュータを使ったとしても、その場合は、測定をプロットせずに計算してしまおうとする誘惑にかられる。そんなことをすれば、観測中にヘイズが横切ったためにたった一つの悪い測定があっただけで、結果に大きくひびくし、その欠陥が明らかにならない。実例をＧ．２のｉ）に示す。

４．４ｃ ２次の減光

　Ｊ．３節で説明するように、減光係数の中に色に依存する項を含めると、１次減光係数を次のように修正することになる。

$$k'_v \rightarrow k'_v + k''_v(b-v) \qquad (4.26)$$
$$k'_{bv} \rightarrow k'_{bv} + k''_{bv}(b-v) \qquad (4.27)$$

式４．２０と４．２１は次のようになる。

$$v_0 = v - k'_v X - k''_v (b-v) X \qquad (4.28)$$
$$(b-v)_0 = (b-v) - k'_v X - k''_{bv}(b-v) X \qquad (4.29)$$

$k''_{ub}=0$と定義すれば、式４．２２はそのままである。式４．２８と４．２９は、大きく色が異なる星対を使えば、２次減光係数について解くことができる。２つの星が接近しているため、大気量は同じであつと近似的にみれば

$$v_0 - v_1 = (v_1 - k'_v X - k''_v (b-v)_1 X) - (v_2 - k'_v X - k''_v (b-v)_2 X)$$

は、

$$\Delta v_0 = \Delta v - k''_v \Delta(b-v) X \qquad (4.30)$$
$$\Delta v = k''_v \Delta(b-v) X + \Delta v_0$$

同様にして

$$\Delta(b-v) = k''_{bv} \Delta(b-v) X + \Delta(b-v)_0 \qquad (4.31)$$

ここで、Δは ある大気量Xでの２つの星の色または等級の差をあらわしている。式４．３０と４．３１の解は、Δ（ｂ－ｖ）Ｘに対するΔｖまたはΔ（ｂ－ｖ）をプロットすることで容易にえられ、その傾きが２次減光係数である。こうして一度２次減光係数が決まれば、その星対をもう一度、一次減光係数を決定するために使うことができる。

経験的にも理論的にも、ｖに関する２次係数は基本的に無視してよい。さらに式４．３１を使って求めた値は、比較的一定であり、色変換係数よりもしばしばは決定する必要はないであろう。

１次および２次減光の実例を、付録Gに示す。その決定に適した星対を付録Bに示す。これらの星対のほとんどは、キットピーク国立天文台で調べられたリストの中から、赤道付近のものをえらんだ。赤い星は、ほとんど暗い星であり、測定はより困難であることを注意せよ。明るい星対はみつけだすことが難しい。

４．５ ゼロ点の値

第２章から次式をえる。

$$v=\varepsilon(B-V)+v_0+\zeta v \qquad (4.32)$$
$$(B-V)=\mu(b-v_0)+\zeta bv \qquad (4.33)$$
$$(U-B)=\psi(u-b)_0+\zeta ub \qquad (4.34)$$

この３つの式は、これからよく使う式である。変形して

$$\zeta v=V-v-\varepsilon(B-V) \qquad (4.35)$$
$$\zeta bv=(B-V)-\mu(b-v)_0 \qquad (4.36)$$
$$\zeta ub=(U-B)-\psi(u-b)_0 \qquad (4.37)$$

言い換えれば、ゼロ点定数は、標準システムの値から大気外の器械等級と色を引いたものに等しい。ゼロ点は、それぞれの標準星について、式４．３５～４．３７を解くことによって計算され意味をもつ。
図４．１は、ＧｏｅｔｈＬｉｎｋ天文台で１８ヶ月間にフォトンカウンターで測られた、３つのゼロ点をプロットしたものです。特にζｖにみられるくい違いは鏡を再メッキしたときにおこっている。それは、感度が約０．５等変わったことを示している。ばらつきは、主にゼロ点を計算するのに標準星を少ししか使わなかったことと、空の透明度が異なるためによっておこる。ゼロ点の値は、夜ごとに決めなければならない。

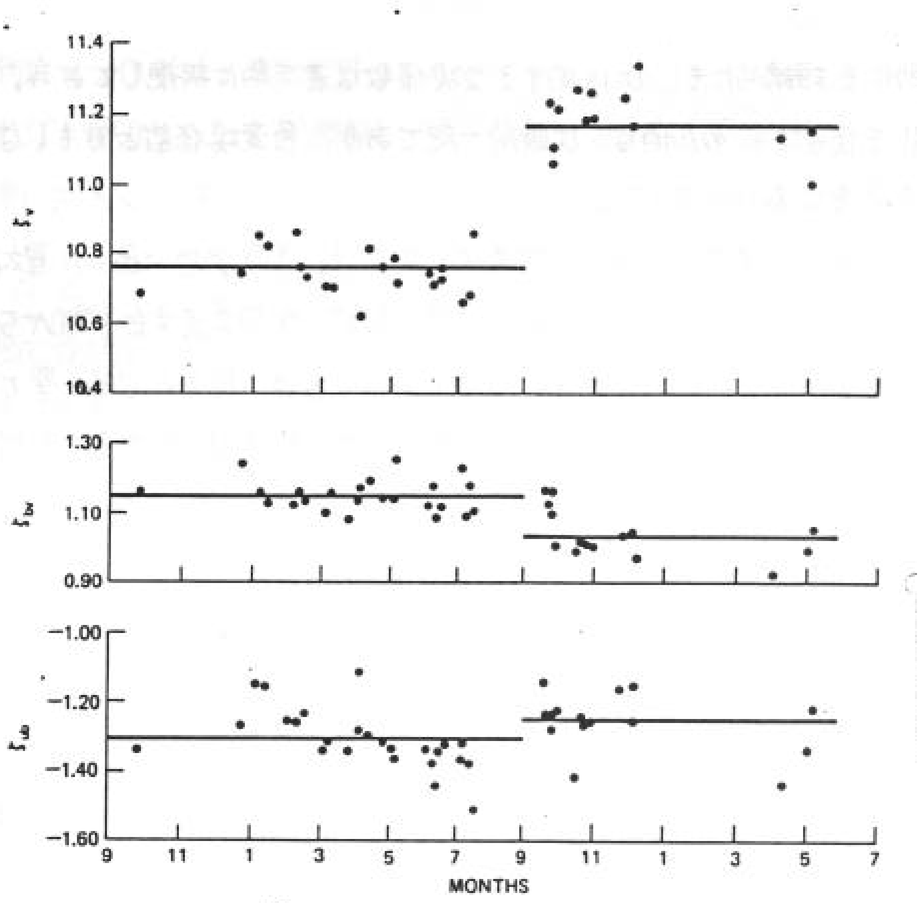

Figure 4.1 Example of zero points.

4．6 標準システムの等級と色

.......（つづく）