

# QP輝線画像抽出法: 誰でもできる 面分光



植田 三戸 大塚 中田

植田 稔也<sup>1</sup>・三戸 洋之<sup>2</sup>・大塚 雅昭<sup>3</sup>・  
中田 好一<sup>4</sup>

〈<sup>1</sup> デンバー大学理数学部物理天文学科 米国コロラド州デンバー市東ウェズリー通り 2112 番地, Zip Code 80112〉

〈<sup>2</sup> 東京大学大学院理学系研究科宇宙惑星科学機構 〒113-0033 東京都文京区本郷 7-3-1〉

〈<sup>3</sup> 京都大学大学院理学研究科附属天文台岡山天文台 〒719-0232 岡山県浅口市鴨方町本庄 3037-5〉

〈<sup>4</sup> 東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センター 〒181-0015 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: <sup>1</sup>tueta@du.edu, <sup>2</sup>mito@ioa.s.u-tokyo.ac.jp, <sup>3</sup>otsuka@kusastro.kyoto-u.ac.jp, <sup>4</sup>nakada@ioa.s.u-tokyo.ac.jp

星雲や銀河など、空間的に広がった輝線天体を撮像観測する場合、対象輝線のみを抽出する狭帯域フィルターを用いるのが一般的である。しかし、狭帯域フィルターでも目的の輝線以外の輝線を遮断しきれないことが多い。例えば、一般的な「H $\alpha$ 狭帯域フィルター」はH $\alpha$ 水素輝線のすぐ側にある [N II] 窒素禁線などの他輝線の混入を許してしまう。本稿では、透過曲線が微妙に異なる複数の狭帯域フィルター画像を条件付きの2次計画法 (Quadratic Programming) を用いて画像処理することで、狭帯域内に混在する複数輝線の分離を可能にするというQP輝線画像抽出法を紹介する。このQP輝線画像抽出法はどの帯域でも応用可能であり、対象輝線帯域内で透過曲線が微妙に異なるフィルターを、分離したい輝線の数だけ用意できれば実行可能となる。この方法を使うと、広天域を最大限に空間分解した面分光を、誰でも撮像装置だけで行えるようになる。

## 1. 理想的な天体物理実験室

初期質量が太陽と同程度からその10倍くらいまでの恒星である「晩期型星」の進化のハイライトは、赤色巨星・漸近巨星枝期に起きる質量放出であろう。晩期型星の質量放出こそ星の元素合成と宇宙の化学進化を結びつける物理過程で、特に生命の源となる炭素の輪廻に欠かせない。この質量放出により星周殻が形成され、漸近巨星枝期終盤に質量放出が終了すると、星周殻は中心星から分離して星周空間に拡がり続ける。その一方で、表面物質を剥ぎ取られた中心星は収縮し、表面温度を数千度から数万度に上昇させる。青化する中

心星の放射は拡散中の星周殻を内側から照らして電離する。これが「惑星状星雲」である [1]。

惑星状星雲は基本的に動径方向に階層化した単純な構造を持つ (図1)。中心星周辺の中空部は希薄な高電離ガス領域であり、星周殻内縁部は一般に「惑星状星雲」として認識される電離ガス領域、外縁部は中性ガスやダストに富む光解離領域である。この光解離領域では、中性原子・分子ガスに富む星周殻が内と外からそれぞれ中心星と星周放射場の紫外線に晒され、分子ガスのみが光解離される部分が両側にできる。惑星状星雲はプラズマからダストまで、宇宙空間に存在する物質の相すべてを体現している天体であり、太陽近傍で

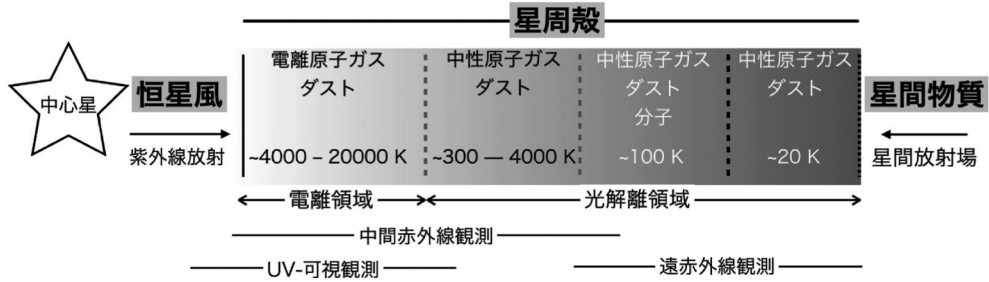


図1 惑星状星雲の模式図. 中心星周辺部は中空で希薄な高電離プラズマに満ち、恒星風による質量放出で形成された星周殻は内側の電離領域（20,000度-4,000度）と外側の光解離領域（4,000度-20度）という動径方向に2層の温度構造を持つ。光解離領域の分子ガスは中心星と星間放射場の紫外線により光解離して原子ガスになるため、分子ガスが残るのはその中央部だけになる。各層の観測に適した波長帯も併せて示してある。

あればその内部構造を十分に空間分解できることから、理想的な「天体物理実験室」天体である。

したがって、惑星状星雲内に「なに」が「どこ」に「どのように」「どれだけ」存在しているかを把握することは、中心星内部での元素合成、その物質を星周空間に供給する質量放出、さらには星雲構造を生み出す恒星風動力学などの理解には必須である。筆者らは、惑星状星雲内のすべての構成要素を観測的に把握すべく多波長観測を行ってきた。中でも近年ハーシェル宇宙天文台を用いて行った遠赤外線サーベイ観測により、惑星状星雲内の分子・原子ガス、ダストの空間分布データを初めて一括的に取得した [2-4]。現在は、空間分解したデータを基に惑星状星雲の包括的な数値モデル化を行うため [5]、可視域のガス輝線空間分布データの取得に注力している。

歴史的に見ると、可視域で明るい惑星状星雲の分光スペクトルは原子物理学過程の理解と発展に貢献し、「点源」可視分光データとしての蓄積が進んだ\*1。筆者らは、先人の知見を「空間分解した」ものへ進化させるべく、惑星状星雲の可視

輝線画像データを確保して2次元プラズマ診断を行い、星雲内部の物質分布の理解を深めて質量放出の履歴解明につなげようと日々奮闘している。

## 2. 面分光 vs. 狭帯域フィルター撮像

天体スペクトルの輝線強度から、各種物理パラメータ（電子数密度・温度、各種イオン数密度、水素に対する元素存在比など）を導出するプラズマ診断は、天文分光観測の基礎である。特に、可視域で赤く際立つH $\alpha$ 水素輝線（656.3 nm）はプラズマ診断の要である。プラズマ診断は、まずH $\alpha$ 輝線と可視-近赤外域で検知できる他水素輝線の強度比を測定し、理論値と比較して星間ダストによる減光量を見積もることに始まる。この減光補正無しに正しいプラズマ診断はできない。

点源天体の分光観測の場合、目標天体をスリット内に導入すれば良いが、空間的に広がっている天体の分光は簡単ではない。スリット長が目標天体の差し渡しをカバーできれば「とりあえず」空間分解した分光データは取れる。しかし、これではスリット部分の空間分解にすぎず、スリットに

\*1 惑星状星雲研究を長年牽引された田村真一東北大教授の岡山天体物理観測所40周年記念誌への寄稿文 [6]によると、1次元検出器素子の Intensified Diode Array Rapid Scanning System (IDARSS) での観測ではコンパクトな惑星状星雲が好まれたようである。また、1960年代には多スリット分光器での観測による電離ガス階層構造の研究が行われた。

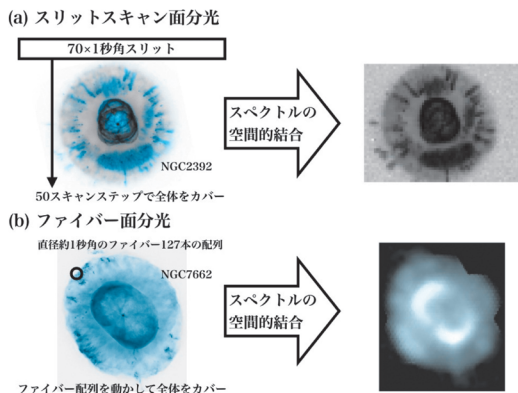


図2 2次元分光の例。(a) ジェミニ望遠鏡GMOS分光装置の70×1秒角スリットで50回ステップして惑星状星雲NGC 2392の視野70×50秒角をカバー(左), 50個の2次元スペクトルを結合した3次元データから輝線画像を抽出(右: [N II] 658.3 nm 面輝度で1ピクセル1秒角平方)。(b) 京大せいめい望遠鏡KOOLS-IFU面分光装置の直径0.91秒角127本の光ファイバー束で45回ディザリングして惑星状星雲NGC 7662の視野30×35秒角をカバー(左), 127×45個のスペクトルを結合した3次元データから輝線画像を抽出(右: [N II] 658.3 nm 面輝度で1ピクセル0.4秒角平方)。大塚の執筆中論文から引用。図ではスリットとファイバーのサイズは誇張。

対して垂直方向の空間情報は得られていない。

惑星状星雲のような輝線天体の全域を空間分解した分光を行うには、スリットスキャンや面分光が有効である。スリットスキャンはスリットを天体の端から端までスリットの垂直方向に一定幅ずらしては分光観測をするという手法である(図2a)。しかし、観測時間は天体の大きさに比例して増大し、観測中に変動する空の影響を補正する校正データを取る必要もあり、観測効率は良くない。直近では、京大せいめい望遠鏡[7-9]のKOOLS-IFU[10, 11]等の面分光装置を用いて空間分解した2次元分光観測を一気に行うこともできる(図2b)。ところが、分光素子の数やサイズにより視野の大きさや空間分解能に制限がある。したがって、広天域に渡る輝線領域を最大限に空

間分解した分光観測を行う場合、その輝線に対応する狭帯域フィルターを用いた撮像観測に勝るものはない。

### 3. 「H $\alpha$ 正教」の誕生

狭帯域フィルターを用いた撮像観測では、帯域内に強い輝線が他に存在しない限り意図する輝線を分離しているとみなす。しかし、撮像観測は分光としては波長分解能が低い。狭帯域内に強度が同等の輝線が複数ある場合、得られる画像はそれらの複数輝線の合計である(厳密には帯域内の連続線成分も含まれるが、連続線引きは適宜行われるとして話を進める)。例えば、H $\alpha$ 水素輝線(656.3 nm)の両側には[N II]窒素禁制線の星雲遷移線(652.7 nm, 654.8 nm, 658.3 nm, 相対強度比は $5.98 \times 10^{-4} : 1.00 : 2.96$ )が存在する。そして、奇しくも水素と窒素の第1電離ポテンシャルは13.6 eVに14.5 eVとほぼ同じである。

世界中の天文台の撮像装置に通常用意されている「H $\alpha$ 狭帯域フィルター」の半値幅は2-3 nmかそれ以上であることから、普段我々が「H $\alpha$ 水素輝線画像」と呼ぶものの実体は「H $\alpha$ と近傍の[N II]の合計画像」である。天体のプラズマ電離度や元素組成比によってはHe IIヘリウム再結合線(656.0 nm)やC II炭素再結合線(657.8 nm)がさらに混入する可能性もあるが、これらの線強度はかなり弱い。簡単のため、以下では上記の[N II]相対強度比を仮定して[N II]658.3 nm線にのみ言及するが、肝心なのはH $\alpha$ 輝線のみを分離した画像の取得は難しいということである。デルタ関数的で高い透過率を持つフィルターを使えば話は別だが、そのような極狭帯域フィルターは非常に高価で、とても筆者らの手には届くものではない。このように周辺輝線の混入によって過大評価されたH $\alpha$ 輝線と、既存のH $\beta$ 狭帯域フィルターで分離できているとみなせる比較的孤立したH $\beta$ 水素輝線(486.1 nm)との強度比を取ると、H $\beta$ 輝線強度が過度に減光されたように見える。つま

り、星間減光度が過大評価されてしまう。これを正さずに間違った星間減光補正を行うと、観測された放射が短波長では過大に、長波長では過少に修正されてしまい、その後続く可視輝線プラズマ診断の結果がすべて狂ってしまう。そして、筆者らのような多波長観測をする場合、星間減光がほぼ無視できる赤外線・サブミリ波輝線で行うプラズマ診断との整合性も取れなくなってしまう。

この「H $\alpha$ フィルター」の落とし穴により、空間的に広がった天体の画像ベースでの2次元プラズマ診断は一筋縄では行かない。しかしなんとか「周辺輝線が混入した輝線画像の面輝度較正法」を編み出した。それができれば、広天域を最大限に空間分解した分光撮像輝線画像を使った2次元プラズマ診断を正しく手軽に行えるようになる。そんな「輝線画像較正法」の恩恵を受ける人はプロアマ問わず世界中に少なくないはずである。この思いにより研究意義に崇高な使命が付加され、ここに「H $\alpha$ 正教」が誕生したのである。

#### 4. 「H $\alpha$ 正教」の教義と修道

H $\alpha$ 正教の主教義である周辺輝線が混入したH $\alpha$ 水素輝線画像を較正するコンセプト自体はそう難解なものではない。輝線すべてをデルタ関数とし、波長の偏移も無視できると仮定すると、とあるフィルター帯域内に混在する輝線の合計は、それぞれの輝線強度に輝線波長での望遠鏡スループット（望遠鏡光学系全体の効率とフィルター透過率の積）を掛けたものの総和と表現できる。例えば、ある帯域内の2つの輝線強度と波長をそれぞれ $I_1$ と $I_2$ 、 $\lambda_1$ と $\lambda_2$ とする。そして、この帯域の透過曲線が微妙に異なる2つのフィルターAとBがあり、フィルターAの $\lambda_1$ と $\lambda_2$ でのスループットを $\sigma_1^A$ と $\sigma_2^A$ とし、同様に、フィルターBの $\lambda_1$ と $\lambda_2$ でのスループットを $\sigma_1^B$ と $\sigma_2^B$ とすると、フィルターAとBで観測される輝線強度 $I_A$ と $I_B$ は

$$I_A = \sigma_1^A I_1 + \sigma_2^A I_2 \tag{1}$$

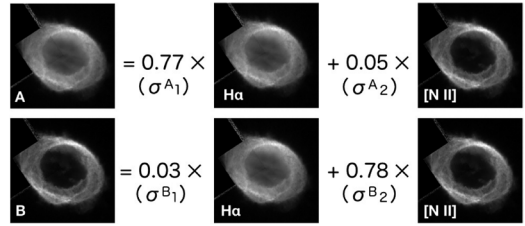


図3 輝線混入(式(1),(2))の概念図。σが混入度を示しており、例えばフィルターA画像はH $\alpha$ 輝線強度の77%と[N II]輝線強度の5%の混合、フィルターB画像はH $\alpha$ 輝線強度を3%と[N II]輝線強度の78%の混合となる。異なる面輝度分布の輝線が混合し、その結果どちらの輝線のものでもない面輝度分布になってしまう。

$$I_B = \sigma_1^B I_1 + \sigma_2^B I_2 \tag{2}$$

となる(図3)。ここで、 $I_A$ と $I_B$ は観測値、 $\sigma_1^A$ 、 $\sigma_2^A$ 、 $\sigma_1^B$ 、 $\sigma_2^B$ は既知で、我々が知りたいのは $I_1$ と $I_2$ である。したがって、 $I_1$ と $I_2$ を得るにはこの連立方程式を解けば良い。上記の連立方程式を

$$\begin{bmatrix} I_A \\ I_B \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sigma_1^A & \sigma_2^A \\ \sigma_1^B & \sigma_2^B \end{bmatrix} \begin{bmatrix} I_1 \\ I_2 \end{bmatrix} \tag{3}$$

と行列で表せば、右項の2×2行列の逆行列を求め、その逆行列を式全体に左から掛ければ $I_1$ と $I_2$ は求まる。そのための数値解法も各種存在している。混在する輝線が2つ以上あれば、輝線の数に応じてフィルター数を増やし、式(3)を拡張すれば良い。問題は実践である。

「H $\alpha$ 正教」教義を実践できるフィルターセットを持つ撮像装置は実在するのだろうか？ 概念実証をするための望遠鏡アクセスも考慮に入れながら調べてみると、意外にも身近に存在することが判明した。東大木曾観測所の105 cmシュミット望遠鏡用に制作された歴代の撮像装置にはそれぞれフィルターセットが用意され、過去装置のフィルターも依然として使用可能という。当時共同利用で稼働中の撮像装置Kiso Wide Field Camera (KWFC) 用にはN6590というH $\alpha$ フィルターがあり、その1代前の撮像装置2KCCD用には



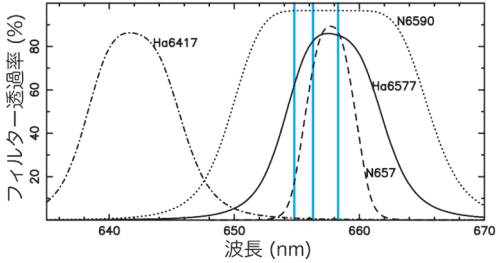


図4 東大木曾観測所105 cmシュミット望遠鏡撮像装置用の歴代HαフィルターHa6577(実線), N657(破線), N6590(点線)と連続線用フィルターHa6417(破点線)の透過曲線. 青線はHαとそれを挟む[N II]輝線の波長位置を示す.

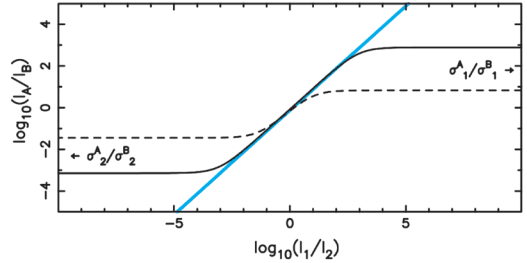


図5 SI曲線(式(4))のlog-logプロット(黒線). 式(3)の解が求まるのは, SI曲線が輝線を完全に分離する理想の場合(青線)と一致する範囲のみ.

Ha6577とHa6417というHαと連続線のフィルターがある. さらに, N657というHαフィルターもあった. これらHαフィルター3種の透過曲線は微妙に異なり(図4), 式(3)に沿ってHαと[N II]を分離するための条件を満たしている. そこで筆者らは, デンバー大学の国際共同研究補助金を得て過去装置のフィルターをKWFCで換装するアダプターを作成, 2015年から2016年にかけて木曾観測所の共同利用時間枠で輝線分離実証試験データを取得した. ターゲットとしては惑星状星雲の典型とも言えるNGC 6720(M57, リング星雲)を選んだ.

しかし, いきなりうまくいくほど現実には甘くない. 木曾観測所共同利用枠では2度の観測機会を得たが, 残念ながらなかなか天候に恵まれず, ひどい時には日本列島縦断中の台風の雲の隙間をぬっての観測となった. そのため, 視野内に入りすぎる薄雲のため画像間の相対的面輝度較正が難しい上にシーイング変動による点源サイズ・形の変化もあり, 取得したデータで式(3)を解いてみると, 物理的にありえない負の値になる画素が散見された. これはなぜかという点, 式(1)と(2)における $\sigma_i^N$ の違いによる $\sigma_i^N I_i$ の微妙な差に比べ,  $I_A, I_B$ の観測誤差が大きいからである.

ここで式(3)の解 $I_1, I_2$ についてもう少し考察してみる. 上記の式(1)と(2)の比を取ると,

$$\frac{I_A}{I_B} = \frac{\sigma_1^A \left( \frac{I_1}{I_2} \right) + \sigma_2^A}{\sigma_1^B \left( \frac{I_1}{I_2} \right) + \sigma_2^B} \rightarrow \begin{cases} \frac{\sigma_1^A}{\sigma_1^B} & \left( \frac{I_1}{I_2} \rightarrow \infty \right) \\ \frac{\sigma_2^A}{\sigma_2^B} & \left( \frac{I_1}{I_2} \rightarrow 0 \right) \end{cases} \quad (4)$$

という関係式とその極限がわかる. このフィルターセットが理想的であれば,

$$\sigma_1^A = 1, \sigma_2^A = 0, \sigma_1^B = 0, \sigma_2^B = 1 \quad (5)$$

であり, フィルターAとBで $I_1$ と $I_2$ をそれぞれ完全に分離できる. しかし実際には,

$$\sigma_1^A \gg \sigma_2^A, \sigma_1^B \ll \sigma_2^B \quad (6)$$

となる透過曲線のフィルターセットを用意できれば恩の字なので, 少なくとも以下が成り立つ.

$$\sigma_1^A / \sigma_1^B > 1, \sigma_2^A / \sigma_2^B < 1 \quad (7)$$

この時, 式(4)をlog-logプロットしたのが図5である. 青線は式(5)の完全に輝線分離できる場合で, 黒線は式(7)となる透過率比を2通り示している. このプロットから, 解 $I_1/I_2$ が得られるのは観測値 $I_A/I_B$ が理想的ケースと一致するのは(黒線と青線が重なる)範囲にある時, つまり,

$$\sigma_1^A / \sigma_1^B > I_A / I_B > \sigma_2^A / \sigma_2^B \quad (8)$$

を満たす場合である. 実際には, 観測誤差があっても観測値 $I_A/I_B$ が式(8)の範囲を逸脱しないよ

うに、 $\sigma_1^A/\sigma_1^B$ と $\sigma_2^A/\sigma_2^B$ の差が大きいフィルターセットほど好ましいということになる。そこで、解 $I_1/I_2$ が存在する観測値 $I_A/I_B$ の範囲を式(8)の間隔の桁数 Separation Index (SI)

$$SI = \log_{10}(\sigma_1^A/\sigma_1^B) - \log_{10}(\sigma_2^A/\sigma_2^B) \quad (9)$$

で指標化し、SIが大きいフィルターセットほど輝線分離に適しているとする。これに習い、式(4)をSI曲線と呼ぶ。このSI曲線によって、解 $I_1/I_2$ がいつ得られるのかを直感的に表現できた。しかし、解が求まるSI指数の範囲はなかなか狭く、解を得られるかどうかは画像の質に懸かるところも大きい。何らかの打開策が必要であった。

その打開策はひよんな形でもたらされた。2016年7月に行われた木曾観測所ユーザーズミーティングにおいて、我々はとりあえずの経過報告を行った。すると、別件でたまたま招待されていた統計数理研究所の池田思朗さんと森井幹雄さんから、我々の問題は数学的には条件付きの2次計画法 (quadratic programming, 略してQP. 例えば, [12]) を用いれば解決するという助言をいただいた。直接式(3)を解くと負の解が出てしまうような場合、解 $I_1$ と $I_2$ は「必ず正になる」という条件を課して「最小自乗法で近似」すれば良いと言う。すなわち、式(3)が与える $I_A$ と $I_B$ が、実際の観測値に最も近くなるような正値の $I_1$ と $I_2$ を解(の近似)として採用する、ということである。

さっそく条件付き2次計画法を導入してみると、それまで面輝度が弱い領域で大きく振動していた解がピタリと安定し、綺麗な $H\alpha \cdot [N II]$ 画像が得られた(図6)。 $H\alpha$ 画像でリング中空部の高電離領域が0ヌケしてしまっているのは明らかに間違っていると思われるが、 $[N II]$ 画像ではその成分がほぼ $[N II]$ 窒素輝線であることが知られているリング外側の花びら状構造部分が綺麗に分離できている。限定的ではあるが、この解法での輝線分離に期待の持てる結果である。2次計画法(QP)で連立方程式を解いて輝線画像を分離する

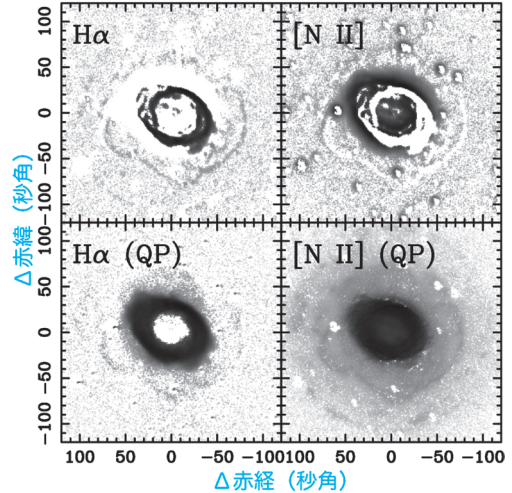


図6 KWFCで得た狭帯域フィルター画像を、一般的な逆行列法(上)と条件付き2次計画法(下)を用いて分離した $H\alpha$ と $[N II]$  658.3 nm画像比較。

ことから、この解法をQP輝線画像抽出法と呼ぶことにした。かくして、QP輝線画像抽出法による $H\alpha$ 輝線分離の可能性は見えてきたが、 $H\alpha$ 正教の修道としては道半ばである。QP輝線画像抽出法を確立させて $H\alpha$ 正教の修道を完遂するには、輝線分離が機能するかどうかを確認するための輝線画像の模範解答を用意しなければならない。

## 5. 灯台(東大)下暗し

筆者らは、2014年から2015年にかけて、デンバー大学でポスドクを務めた後IAUフェローとしてジェミニ望遠鏡でサポートに就いていたジャジャ・ラジャルとそのパートナーのブレア・コンと共同で、ジェミニ望遠鏡の分光装置GMOSを用いてNGC 6720を始めとする惑星状星雲のスリットスキャン観測を行っていた[13]。そもそも木曾観測所でNGC 6720を観測した理由はこのGMOSデータが存在していたからである。

NGC 6720のGMOSスペクトルキューブデータの絶対面輝度較正をするため、ハッブル宇宙望遠鏡(HST)で取得されたNGC 6720の画像と比

較していた。そこでふと思い出したのだが、HSTの歴代の撮像装置WFPC2とWFC3にはF656NというH $\alpha$ フィルターとF658Nという[N II] 658.3 nmフィルターがあり、同じフィルター名称でも装置が更新されるたびに透過曲線もアップデートされていた。NGC 6720は惑星状星雲の典型と言われるほどの有名天体であり、HSTではこの星雲の経年変化モニター撮像観測 [14, 15] が行われており、H $\alpha$ 帯域の撮像データセットが複数存在していた。HSTデータであれば較正も十分であるし、宇宙望遠鏡であるからそもそも大気の影響を受けていないので、木曾データで頭を悩ませていた画像間の相対面輝度較正やシーイング変動の問題が存在しない。また、模範解答のGMOSスペクトルキューブデータはHST画像により追加較正をしたので、HSTデータセットで行うQP輝線分離の検証には最適化されているとも言える。実はQP輝線画像抽出法の概念実証には願ったり叶ったりの状況がすでに存在していたのである。東大木曾観測所でデータを取ったことでその自前データにこだわってしまい、他の可能性に目が届いていなかった。まさに灯台（東大）下暗しである。

## 6. 「H $\alpha$ 正教」のご利益

それはともかく、HSTフィルターセットで撮像したNGC 6720のアーカイブデータを用いて行ったQP輝線分離の実証結果をここにまとめておく。図7にあるように、WFPC2用のF656NとF658Nフィルターの幅は3-4 nmと決して広いわけではないが、それでもやはりH $\alpha$ と[N II]の混合は避けられない。一方で、WFC3用のF656NとF658Nフィルターは感度が向上した上で幅も2-3 nmとさらに狭くなって、かなりの精度での輝線分離が可能になっている。これについてはさすがHSTと言わざるを得ない。

これらのフィルター画像を直接比較すると、WFC3画像に比べWFPC2画像は面輝度がF656N

(図8a)では3割増、F658N(図8b)ではほぼ同じである。つまり、WFPC2のF656Nでは[N II]混入により輝線強度が過大評価されている。さらに、これらのHST画像をGMOSのH $\alpha$ ・[N II]輝線画像(図8g, h)と比べると、面輝度の違いに空間依存性があることがわかる。F656NとH $\alpha$ 輝線画像の比較では、星雲リング部分で[N II]がより多く混入している(図8j)。逆に、F658Nと[N II]輝線画像の比較では、星雲中空部分の高電離領域でH $\alpha$ がより多く混入している(図8k)。木曾KWFC画像の輝線分離では、面輝度較正の難からH $\alpha$ が中空部分の高電離領域に主に分布することがうまく解けなかったが(図6上)、HST画像の輝線分離では中空部分の高電離領域にはH $\alpha$ が、星雲内縁リング部分の低電離領域には[N II]が主に分布している(図8f, i)とわかり、図1のような温度層構造を星雲内で実際に空間分解できた。さらに、WFPC2画像で見えた面輝度差の空間依存性(図8j, k, l)はWFC3画像でも同

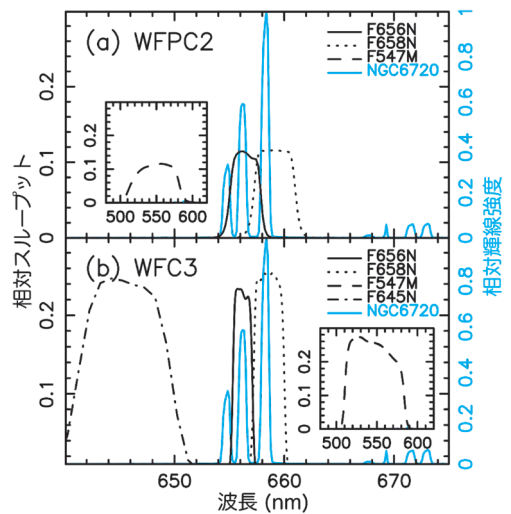


図7 HSTの撮像装置WFPC2 (a)とWFC3 (b)用のH $\alpha$ ・[N II]狭帯域撮像フィルターF656N・F658N、連続線引き用フィルターF547MとF645Nのスループット曲線(各黒線)と比較のための惑星状星雲NGC6720のGMOSスペクトル(青線)。

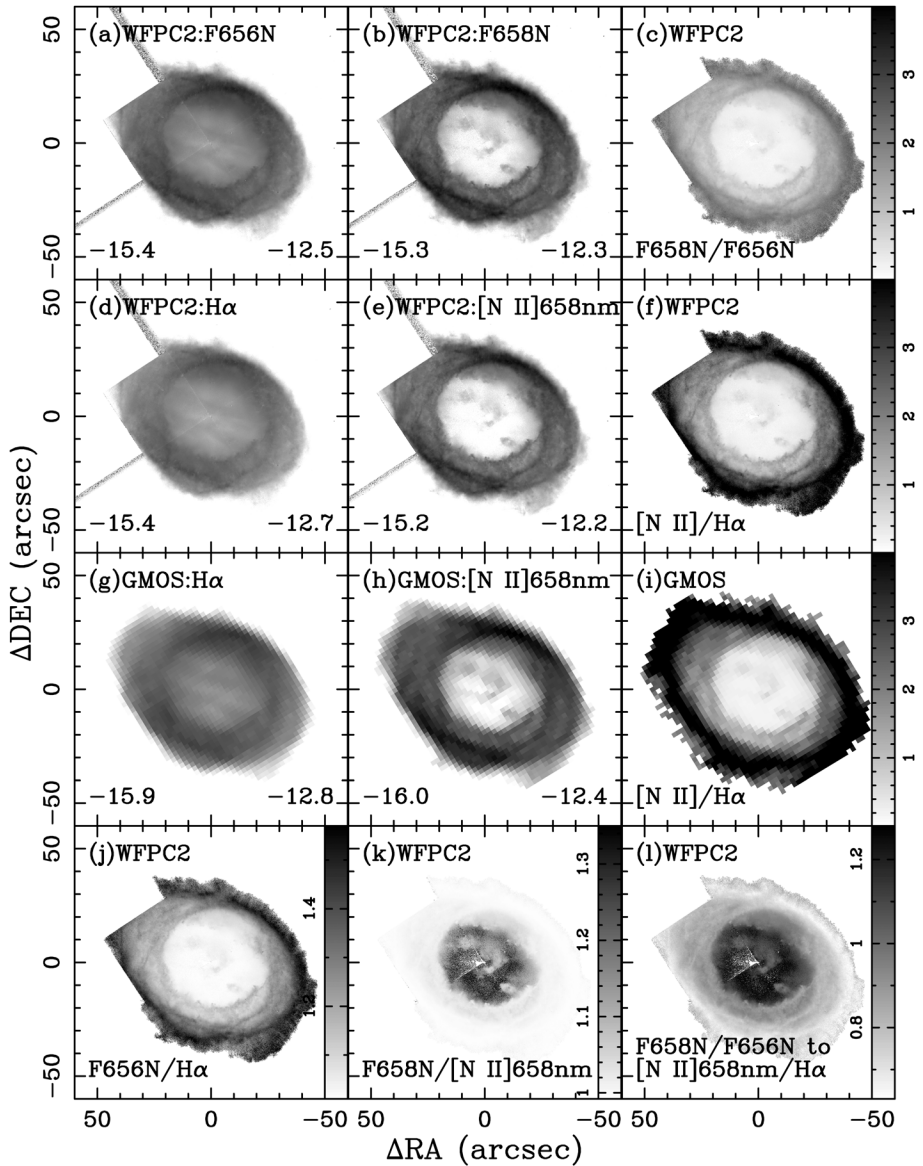


図8 NGC 6720のHST画像で検証したQP輝線画像抽出法のまとめ。HST/WFPC2の生画像 (a: F656N画像, b: F658N画像, c: F658N/F656N比), QP輝線画像抽出法を施した画像 (d: H $\alpha$ 画像, e: [N II] 658.3 nm画像, f: [N II] 658.3 nm/H $\alpha$ 比), GMOSスペクトルキューブから作った輝線画像模範解答 (g: H $\alpha$ 画像, h: [N II] 658.3 nm画像, i: [N II] 658.3 nm/H $\alpha$ 比), QP輝線画像抽出法前後の比較画像 (j: F656N/H $\alpha$ 画像, k: F658N/[N II] 658.3 nm画像, l: (F658N/F656N)/([N II] 658.3 nm/H $\alpha$ ) 比) を示す。枠内の数字は面輝度強度 (erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> arcsec<sup>-2</sup>) の背景平均 (左) と星雲内ピーク (右) を対数表示したもので、それぞれの画像の下限・上限値である。比の場合はカラーバーで範囲を示してある。比画像を比較すると生画像が模範解答とは異なるのがわかり (c 対 f, i), バンドごとの画像抽出前後比 (j, k, l) では面輝度差の空間依存性がわかる。中心星は各画像の中央に位置している。



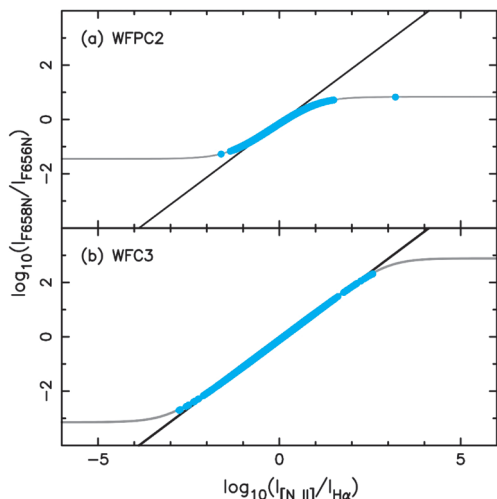


図9 HSTのSI曲線(式(4))のプロット. 輝線を完全に分離できる理想的ケース(黒実線)と実際のHSTフィルターセットを用いたケース(灰色実線). 青点はNGC6720においてQP輝線画像抽出法の解が得られたデータ点を示す.

様に確認でき、いかにフィルター幅が2-3 nmのWFC3でも、生画像をそのままHα・[N II]輝線画像として採用するのははばかられる。

図9で実際の面輝度比分布をSI曲線と比較した。SI指数は $SI_{WFC2}=2.3$ と $SI_{WFC3}=6.0$ になっており、解の求まるSI指数の範囲はWFC3の方がほぼ4桁広い。輝線の混合が起きているWFC2フィルターセット(図9a)と輝線がほぼ分離できているWFC3フィルターセット(図9b)を比較すると、WFC2では観測値が理想的な状態から逸脱するデータ点が存在しているが、WFC3ではほぼ理想的な状態に収まっている。QP輝線分離フィルターセットの使い勝手がSI指数で判断できることが直感的にわかる。

最後に、QP輝線画像抽出法によって得たHα・[N II]輝線画像(図8d, e)は、GMOSスペクトルキューブから切り出した輝線画像(図8g, h)と面輝度強度・分布ともに誤差の範囲で一致した。すなわち、QP輝線画像抽出法によって正しいHα・[N II]輝線画像が得られたということであ

る。ここについてQP輝線画像抽出法が確立した。ちなみに、QP輝線画像抽出法を施したHα画像とF656Nフィルター生画像の双方を使って見積もった星間減光量を比較すると、F656N生画像での見積もりは予想通り減光を過大評価しており、F656N生画像で減光補正をしたHαの面輝度は、QP輝線画像抽出法経由で正しく減光補正した数値の2倍となった。なんと100%の過大評価である。当然ながら、この過剰減光補正は波長が短い輝線ほど顕著になり、さらにこの後に続くプラズマ診断すべてに伝播していく。その結果がどうなるのかは推して知るべしである。

## 7. 「Hα正教」の伝道

研究チームのそれぞれが別途研究案件を抱え込んでいたため、HST画像を使い始めるまでの試行錯誤と、複数提案されているHSTフィルター等価幅の計算法の比較評価(較正が行き届く歴史あるHSTならではの贅沢な悩み)の作業を、2017年から2018年にかけて断続的に継続していた。具体的な方法論を最終的に確定できたタイミングの2018年12月に、当研究を終結させるため4人全員集合して合宿を行った。日中は東大本郷キャンパス宇宙惑星科学機構の1室に、終業後は日暮里・根津界隈の飲み屋にカンヅメになり、QP輝線画像抽出法のスクリプト手順を確定、論文執筆へと移行、2019年10月に晴れて論文発表[16]となった。そして、2020年1月には各大学の知財オフィス経由で、日米においてQP輝線画像抽出法を暫定特許継承する運びになった。

惑星状星雲のように中心星が放射源としてその周辺物質の電離構造を決める場合、ガスを電離するに足るエネルギーを持った光子が到達できる限界に電離ガス境界面が形成される(図1の電離領域と光解離領域の境界)。さらに、放射源から電離ガス境界面までの距離は、ガスの数密度、重元素組成比分布、原子・分子・ダストの存在比率の関数でもあるので、電離ガス天体の物理状態を理

解する上で重要なパラメータとなる。電離ポテンシャルが近いH $\alpha$ と[N II]の輝線強度比分布は電離ガスとその励起度の空間分布を端的に示す良い指標であり、[N II]/H $\alpha$ 比が急激に変化する所に電離ガス境界面が存在すると理解できる。空間分解した[N II]/H $\alpha$ 比分布画像があれば、電離ガス境界面の構造が一目瞭然になる。

簡単のためNGC 6720を球状で密度均一の星雲とみなし、文献から諸数値を引用して計算してみると、電離ガス境界は中心星から約33秒角の所にあると推測できる。HST/WFPC2画像をQP輝線分離して得た、また、GMOSスリットスキャンで直接得た[N II]/H $\alpha$ 比画像(図8f, i)を見ると、中心星から概ね30-40秒角で[N II]/H $\alpha$ 比が急激に変化している。つまり、この付近に電離ガス境界があると判断でき、その距離は見積もりともよく合致する。

しかし、F658NとF656Nの生画像の比(図8c)を用いると、輝線混入が起きていることから[N II]/H $\alpha$ 比が「なまされ」て[N II]/H $\alpha$ 比の変化が穏やかになり、電離ガス境界面がどこにあるのかがはっきりしなくなる。これはNGC 6720のHST画像に限ったことではなく、輝線混入が起きているH $\alpha$ ・[N II]画像すべてにおいて起きうることである。したがって、空間分解した2次元プラズマ診断に限らずとも、画像ベースによる輝線強度比を何らかの指標として使う際には、QP輝線画像抽出法等を用いて輝線強度補正をしなければ、輝線混入によってなまった輝線強度比から導き出された結論は疑わしいということになる。

ここまでは既存のフィルターセットを使うことを前提にしてきたが、最後に少しQP輝線画像抽出法の応用を念頭に置いた新規フィルターデザインについて考えてみたい。上記ではH $\alpha$ 帯域の話のみだったが、他の帯域でもQP輝線画像抽出法は有効である。例えば、電子温度の依存性が低い[O III]酸素2重線(372.6 nm, 372.9 nm)や[S II]硫黄2重線(671.6 nm, 673.1 nm)の強度比を使

うと電子密度を求められるが、QP輝線抽出法を使えば画像ベースで電子密度分布を求められる。また、電子密度の依存性が低い[O III]酸素輝線のオーロラ遷移線(436.3 nm)と星雲遷移線のいずれか(493.1 nm, 495.9 nm, 500.7 nm, 相対強度比は $3.9 \times 10^{-4} : 1.0 : 2.9$ )の強度比からは電子温度を求めることができるが、使用するフィルター幅によっては[O III]436.3 nmはH $\gamma$ 水素輝線(434.0 nm)とブレンドしてしまうので、QP輝線抽出法を用いた画像ベースの分離で電子温度分布を求められるだろう(ただし、人工輝線の水銀Hg I 435.8 nmに留意する必要がある)。

このように、QP輝線画像抽出法による画像ベースの輝線分離が可能になると、2次元プラズマ診断は飛躍的に効率化する。それはもちろんのこと、天体写真撮影とその後のデジタル画像処理にQP輝線画像抽出法を導入すれば、より正しく鮮明な輝線画像を得ることができるようになる。QP輝線画像抽出法に使うフィルターは帯域幅が極端に狭い必要はない。SI指数が大きくなるように透過曲線を設定できれば良いので、分離したい複数の輝線が帯域内なるべく分散するように帯域幅を設定し、それぞれのフィルターの比較的大きい勾配の透過曲線が、目標とする輝線波長でそれぞれピークを持つようにすれば良い。このようなフィルターセットはすでにある既製品で用意できるかもしれない。また、近年実用化されている帯域を調整できるチューナブルフィルターを使うことも不可能ではない。もちろん、QP輝線画像抽出法用にデザインされたフィルターがあればそれに越したことはない。このようなリソースを活用し、プロアマ問わずより簡単に効率的な輝線分離を可能にしていくことで、「H $\alpha$ 正教」の教義をより一般化して普及させることを目指し、これからも歩みを進めたい。特に、本稿を読んで興味を抱かれた天文写真家の方々のご意見も伺ってみたいので、ご連絡をいただければ幸甚である。

## 謝 辞

本稿は筆者らが2014年頃から国外の共同研究者たちとともにポチポチと進め、2019年によく投稿論文[16]として結実した研究の顛末をまとめたものである。研究内容のQP輝線画像抽出法のより具体的な詳細については論文を参照していただきたい。文中でも触れたが、木曾観測所ユーザーズミーティングでの統計数理研究所の池田思朗さんと森井幹雄さんからのご助言に感謝したい。また、QP輝線画像抽出法をC++コード化するにあたっては、浅岡宏光さんや村仲渉さんをはじめとする、木曾観測所の高校生向け天文学実習『銀河学校』の卒業生たちで組織されたKIHEIプロジェクトが開発したソフトウェアを基盤とした。彼らが持つ天文学への情熱に敬意を表したい。

## 参 考 文 献

- [1] Kwok, S., 2000, *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae* (Cambridge University Press, Cambridge)
- [2] Ueta, T., et al., 2014, *A&A*, 565, A36
- [3] Aleman, I., et al., 2014, *A&A*, 566, A79
- [4] Aleman, I., et al., 2018, *MNRAS*, 477, 4499
- [5] Otsuka, M., et al., 2017, *ApJS*, 231, 29
- [6] 岡山天体物理観測所40周年記念誌編集委員会, 2001, 岡山天体物理観測所40周年記念誌 (東京: 国立天文台) [http://www.oao.nao.ac.jp/stockroom/extra\\_content/com40pdf/html/chapter5/tamura/css/tamura.htm](http://www.oao.nao.ac.jp/stockroom/extra_content/com40pdf/html/chapter5/tamura/css/tamura.htm) (2020.4.19)
- [7] Kurita, M., et al., 2020, *PASJ*, 72, 48
- [8] <http://seimei.nao.ac.jp> (2020.4.19)
- [9] <http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/psmt/index.html> (2020.4.19)
- [10] Matsubayashi, K., et al., 2019, *PASJ*, 71, 102
- [11] <http://www.kusastro.kyoto-u.ac.jp/~kazuya/p-kools/> (2020.4.19)
- [12] Nocedal, J., & Wright, S. J., 2006, *Numerical Optimization* (Springer-Verlag, Berlin)
- [13] Leal-Ferreira, M. L., et al., 2017, *IAUS*, 323, 345
- [14] O'Dell, C. R., et al., 2007, *AJ*, 134, 1679
- [15] O'Dell, C. R., et al., 2013, *AJ*, 145, 93
- [16] Ueta, T., et al., 2019, *AJ*, 158, 145

### The QP Method for Extracting Emission Line Maps: Layserson's IFU

Toshiya UETA<sup>1</sup>, Hiroyuki MITO<sup>2</sup>,  
Masaaki OTSUKA<sup>3</sup> and Yoshikazu NAKADA<sup>4</sup>

<sup>1</sup>*Department of Physics and Astronomy, University of Denver, 2112 E Wesley Ave., Denver, CO 80208, U.S.A.*

<sup>2</sup>*UTokyo Organization for Planetary and Space science, Graduate School of Science, the University of Tokyo, 7-3-1 Hongo, Bunkyo-ku, Tokyo 113-0033, Japan*

<sup>3</sup>*Astronomical Observatory, Graduate School of Science, Kyoto University, 3037-5 Kamogatacho-honjo, Asakuchi, Okayama, 719-0232, Japan*

<sup>4</sup>*Institute of Astronomy, Graduate School of Science, the University of Tokyo, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-0015, Japan*

Abstract: We introduce a novel image processing method, which would isolate individual line emission from a set of line-blended images taken with narrow-band filters having slightly different transmission profiles. For example, this process can generate separate H $\alpha$  and [N II] lines maps from a set of "H $\alpha$ " filter images in which these lines are often blended. The method is based on constrained quadratic programming, and hence, called the QP method. With the QP method, one can perform fully spatially-resolved spectral imaging easily without any specialized instruments such as an integral field unit (IFU).