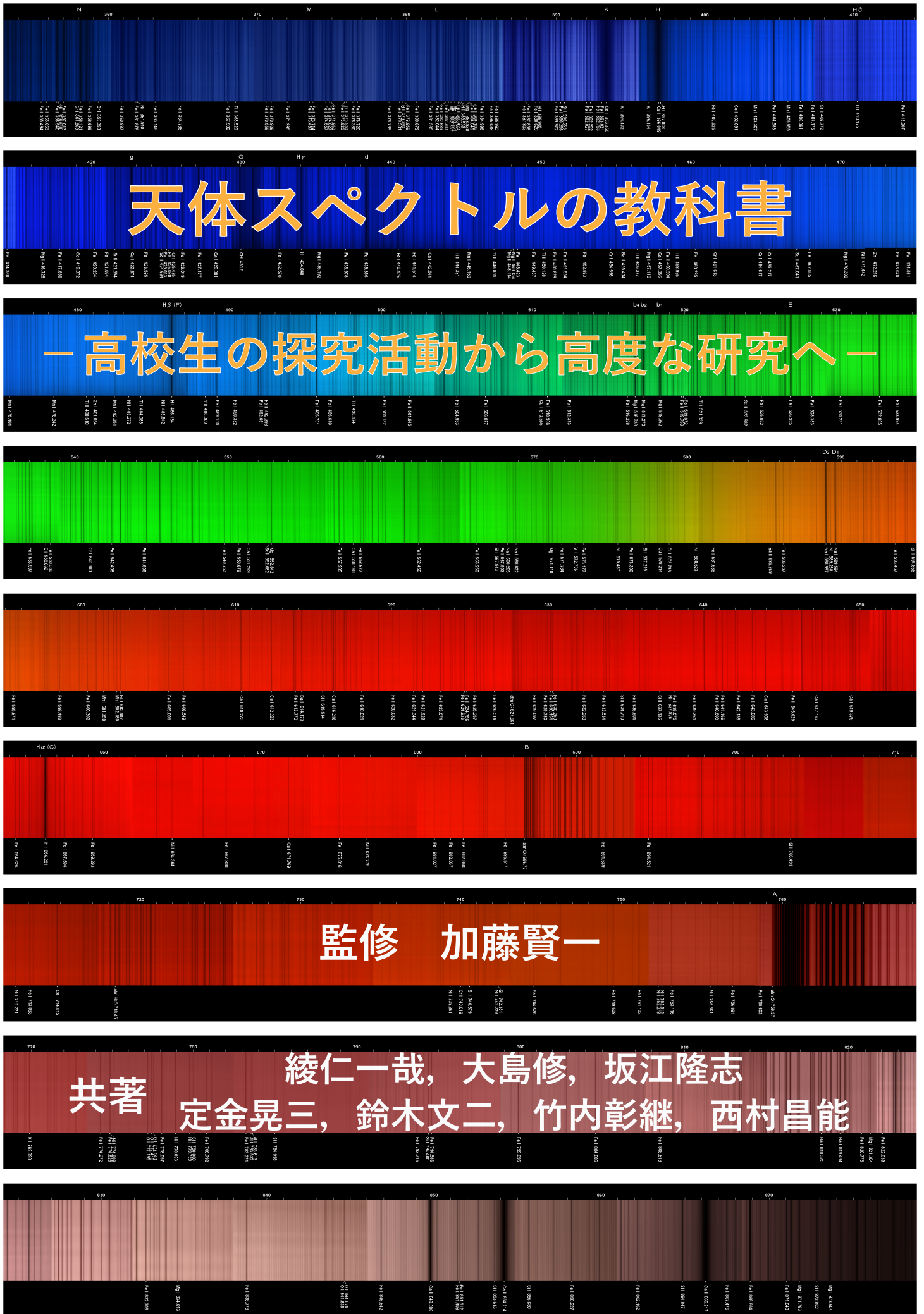


A High Resolution Solar Spectrum from 355nm to 878nm



天体スペクトルの教科書

— 高校生の探究活動から高度な研究へ —

監修 加藤賢一

共著 綾仁一哉, 大島修, 坂江隆志
定金晃三, 鈴木文二, 竹内彰継, 西村昌能

天体スペクトルの教科書 — 高校生の探究活動から高度な研究へ —

表紙・裏表紙 太陽スペクトルアトラス
制作 坂江隆志 (川口市立高等学校)
監修 定金晃三 (大阪教育大学名誉教授)
P.54 第6章 6.3 太陽のスペクトル 参照

はじめに

本書は天体の分光観測をしてみよう、あるいは、一度やってみたかったという方々にお贈りする手引き書です。大学、高等学校はもとより公共天文台や科学館の方々や、意欲にあふれた個人研究者の皆さんを主な読者と想定し、これから分光観測に取り組んでみようと思ったときや、もう少し別の手法で観測してみようと考えたような場合に参考になるように企画、制作しました。分光観測に焦点を当てた書は見当たりませんので、少しはお役に立つのではないかと期待しています。

各種の天体観測法の中で分光法は最も豊富な情報が得られる強力な方法です。望遠鏡とカメラという標準的な装備に分光器というスペクトル生成パーツを加えれば、分光観測ができるようになります。相手が微弱な天体光ですからできるだけ大きな望遠鏡が良く、そこで装置全体は大きくなり、そして高価になり、観測手順は増えてしまいます。つまり、豊富な良い情報が得られることはわかっているが、お金も手間もかかり、容易に手が出しにくい、というのが分光観測でした。しかし、現在ではすっかり状況が変わり、そう構えなくともできるようになりました。CCDを始めとする高性能の撮像装置に小型の分光器が容易に入手できるからです。また、公共天文台や大学天文台には立派な望遠鏡があり、分光装置を備えている場合が増えてきましたから、これらを利用して手軽に分光観測ができるようになりました。

今から約30年前、各地にこうした公共天文台や科学館が続々と開設され、分光観測が容易にできる可能性が一気に広がりました。そうした状況を目にした関係者が集まり、天体スペクトル研究会を開催するようになり、2025年までに30回を重ねてきました。研究者だけではありません。最近では高校生に加え中学生も参加してくれるようになりました。探求学習のテーマに天体の分光観測を選んでくれたからです。また、ある学校からは市販のものを凌駕する高性能の分光器を製作したような事例が発表されています。このように分光観測法は学生・生徒の探求心や好奇心に応え得る深い内容を持っています。

この研究会の第23回の集まりで、「日本語の天体分光学の教科書がほしい」という声が挙がり、「それではこ

れからという方々に応え得るものを作ってみよう」ということになりました。分光観測法のイメージを抱くには「こんな装置でやっていますよ」、「こんなふうにやっている」といった具体的な事例を見るのが一番です。つまり、「とりあえず味見ができるような手引き書」です。そこで真っ先に手を挙げたのが本書の編集責任者の竹内彰継さん（米子工業高等専門学校）でした。そして、関係者が協議し、本書ができました。ですから、本書はいくつかの料理を作った例や、調理法を選んで紹介したレシピ本のようなものです。完璧なものではありませんが、大目に見ていただければ幸いです。

執筆陣は天体の研究のみならず教育や普及にも関心を抱いている研究者、教育者であり、本書のような実践の書にはこれ以上ない得難い豪華な執筆陣と言えましょう。「第1章天体分光学の歴史」は定金晃三さん（大阪教育大学名誉教授）の手になるものです。定金さんはわが国の恒星分光学の第一人者のお一人ですし、「第2章天体からのスペクトル」を執筆された綾仁一哉さんは美星天文台で新星・超新星や彗星の分光観測を実践されてきました。「第3章分光器の原理」は坂江隆志さん（川口市立高校）と竹内さんにお願しました。実践例が生き生きと語られています。「第4章人工光の分光」は竹内さんが、「第5章天体の分光観測とデータの解析法」は竹内さんと坂江さんが担当されました。「第6章様々な天体のスペクトル撮像」には鈴木文二さん（渋谷教育学園幕張高校）、大島修さん（岡山理科大学）にも加わっていただきました。「第7章アマチュアの活動とその成果」は大島さんの執筆です。コラムを担当した西村昌能さん（京都教育大学）は恒星分光学を精力的に推進している方です。

本書が天体の分光観測に臨もうという方々に少しでも役に立つ参考書となることを関係者一同願っています。そして、成果が出たら天体スペクトル研究会で発表してください。最後になりましたが、本書の出版を助成していただいた天文学振興財団に厚く御礼を申し上げます。

加藤 賢一（元岡山理科大学）

目次

第1章 天体分光学の歴史 1

- 1.1 ニュートンに始まる初期の研究 1
- 1.2 フラウンホーファー線の発見 1
- 1.3 キルヒホッフとブンゼンの発見 2
 - 【コラム 1.1】黒体放射 3
 - 【コラム 1.2】ヘリウムの発見 4
- 1.4 19世紀後半の恒星スペクトル研究 4
 - 【コラム 1.3】星雲線の同定 6
 - 【コラム 1.4】コロナ輝線の発見と同定, そしてコロナ加熱問題 7
- 1.5 ピッカリングと恒星のハーバード分類 8
- 1.6 モーガンによる二次元分類の導入 10
- 1.7 H-R 図 11
- 1.8 銀河の回転とダークマター 13
- 1.9 銀河の後退速度と宇宙の膨張 14
 - 【コラム 1.5】土星のリングの回転方向と回転速度 16

第2章 天体からのスペクトル 17

- 2.1 ボーアの原子模型 17
 - 2.1.1 典型的な恒星と星雲のスペクトル 17
 - 2.1.2 水素原子のスペクトル 17
 - 2.1.3 ボーアの量子条件 17
- 2.2 天体からのスペクトル 18
 - 2.2.1 キルヒホッフの法則 18
 - 2.2.2 星雲の輝線スペクトル 19
 - 2.2.3 恒星のスペクトル 20
 - 2.2.4 ドップラー効果を用いた天体の運動の観測 20
 - 【コラム 2.1】ゼーマン効果 21
 - 【コラム 2.2】シュタルク効果による吸収線の広がり 22

第3章 分光器の原理 23

- 3.1 プリズム・回折格子による分光の原理 23
 - 3.1.1 プリズム 23
 - 3.1.2 回折格子 (グレーティング) 24
 - 3.1.3 グリズム 25
- 3.2 分光器の構造 25
 - 【コラム 3.1】自作高分散分光器の紹介 27
 - 【コラム 3.2】安価で自作しやすい低分散分光器の開発 29

第4章 人工光の分光 31

- 4.1 人工光の分光 31
- 4.2 自然光の分光 32

第5章 天体の分光観測とデータの解析法 34

- 5.1 マカリとエクセルによる波長付け 34
- 5.2 スペクトルの波長感度補正 36
- 5.3 低分散分光器による恒星の観測 45
 - 【コラム 4.1】分光器用波長校正ユニットの開発 48

第6章 様々な天体のスペクトル撮像 50

- 6.1 月のスペクトル 50
 - 6.1.1 皆既月食時の月面の色温度 50
 - 6.1.1 オゾン層の吸収帯の等価幅 51
- 6.2 彗星のスペクトル 52
- 6.3 太陽のスペクトル 54
 - 【コラム 6.1】スペクトロヘリオグラムの作成 54
 - 【コラム 6.2】太陽の差動回転測定 56
- 6.4 恒星のスペクトル 57
 - 6.4.1 星の自転と吸収線輪郭 57
 - 6.4.2 Be星 57
 - 6.4.2.1 プレオーネの輝線変化 57
 - 6.4.2.2 普通の星がBe星に突如変身 (δ Sco の場合) 58
 - 6.4.3 P-Cyg星 58
 - 6.4.4 ベテルギウス 58
 - 6.4.5 ミラ型変光星の輝線 59
 - 6.4.6 赤色矮星とフレア星 59
- 6.5 新星のスペクトル 61
- 6.6 HII領域, 惑星状星雲, 超新星残骸のスペクトル 63
 - 6.6.1 HII領域, 惑星状星雲, 超新星残骸 63
 - 6.6.2 輝線星雲の分光診断 64
- 6.7 宇宙膨張の検出 65

第7章 アマチュアの活動とその成果 66

- 7.1 国内の事例について 66
 - 7.1.1 藤井貢氏の事例 66
 - 【コラム 7.1】Swings効果 67
 - 7.1.2 赤澤秀彦氏の事例 68
 - 7.1.3 大島修(筆者)の事例 68
 - 7.1.4 伊藤芳春氏の事例 69
 - 7.1.5 菅原賢氏の事例 69
 - 7.1.6 永井和男氏の事例 70
- 7.2 フランスを中心にした欧米の活動 71
 - 7.2.1 分光器の自作/開発 71
 - 7.2.1.1 UVEXプロジェクト 71
 - 7.2.1.2 Sol'Exプロジェクト 72
 - 7.2.2 観測分野 73
 - 7.2.3 CMOSカメラのデータ処理 73
 - 7.3.4 観測結果の集約 73
 - 【コラム 7.2】研究費を確保しよう 73

第1章 天体分光学の歴史

第1章は17世紀に始まる天体分光学の歴史を振り返り、先人たちの業績をたどりながら天文学の歴史の中で分光学が果たした役割を紹介する。天体分光学が取り入れられるまでの天文学の観測は、天体の大きさ、明るさ、天球上の位置（座標）および位置の時間変化を決めることが主な内容であった。学問的には、天体の運動を追求する天体力学や暦学などが中心であり、天体は何で出来ているか、あるいは、星の一生など物理的な内容を論じる基盤は整っていなかった。

1.1 ニュートンに始まる初期の研究

力学や数学（微積分学）で有名なアイザック・ニュートン（Isaac Newton, 1643–1727）は光の性質の研究でも大きな功績を残している。1704年に出版された「光学（Optiks）」の中で、太陽の光（白色光）をプリズムを通して分解してスクリーンに投影すると多色の虹^{※1}に分かれること、また、スクリーンの位置に凸レンズを置いて収束させると白色光に戻ることを示している。このことは、白色光は多数の色の光の混合であること、さらに、色が違えば屈折率が異なっていることを示している。これは当時の常識に反する結果であった。

また、1800年にウィリアム・ハーシェル（William Herschel, 1738–1822）は太陽の光をプリズムで分散させ、出来た虹の複数個所に温度計を置いて温度変化を調べていた。その時に虹の赤色の外（光が当たっていない場所）に置いた温度計も温度の上昇を示すことに気が付いた。慎重な実験を繰り返した結果、ハーシェルは人間の網膜には感じない光の成分が赤色の外側に来ていることを結論した。これが『赤外線』の発見である。ハーシェルは1781年に天王星を発見したことで有名な人物である。

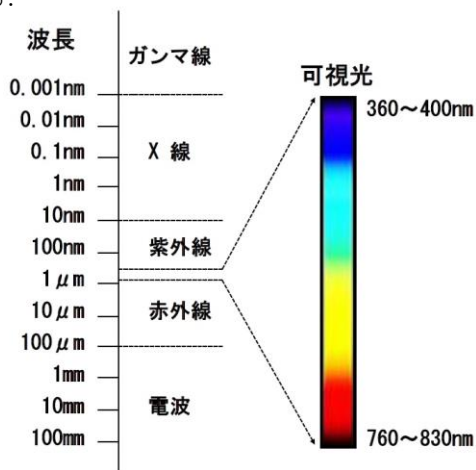


図 1.1 電磁波のスペクトル 上側が短波長

この結果が1800年に発表されると、赤色の外に眼に見えない成分があるなら、反対側（紫色）の外にも同様のものがあるのではないかと、という疑問を持つ人物が現れた。それはドイツの若い物理学者ヨハン・ヴィルヘルム・リッター（Johann Wilhelm Ritter, 1776–1810）で、

彼は塩化銀の光化学反応を利用する実験を行った。塩化銀は白い物質で光と反応して黒色に変化する。この変化の速さは赤色では遅く、青色になるほど速くなる。リッターの実験では、紫色を超えた何も見えない部分で最も早く反応が起きていることが確認された。このことから紫色の外側に眼に見えない光の成分『紫外線』があることが証明された。

このようにして、光というものは人間の視覚に捉えられない形でも存在することが認識されるようになり、紫外線のさらに外側にはX線やγ線があり、赤外線の外側には電波があるという意味で『電磁波』の概念が生まれてきた。

1.2 フラウンホーファー線の発見

ヨーゼフ・フラウンホーファー（Joseph von Fraunhofer, 1787–1826）は南ドイツのミュンヘン近郊で生まれた。1806年19歳の時に光学機械の製造を行う工場働きはじめ、ガラス材料の改良に取り組んだ。その傍らで1814年に口径25mmの小望遠鏡の対物レンズの前に頂角60度のプリズムを置き、スリット（細い隙間）を通した太陽光をプリズムへ導きアイピースで観察してみた。この装置を使って彼が見たものは、明るい連続光におり重なるように見える多数の暗い線の集りだった。彼の観測の特徴はスリットを使ったことにある。分光器にスリットを使うことを考えた人はそれ以前にもいたが、天体観測（この場合太陽観測）にスリットを用いたのはフラウンホーファーが最初^{※2}とされている。これらの暗い線（暗線）は後にフラウンホーファー線と呼ばれるようになった。

その中で目立つ強い線10本に赤い方から順番にアルファベット記号を付けた。A, a, B, C, D, E, b, F, G, H等である。A線とB線は後に地球大気吸収線であることが明らかになった。C線とF線は中性水素、D線（2本ある）は中性ナトリウム、b線（3本ある）は中性マグネシウム、H線は一回電離カルシウムによるものである。フラウンホーファーは機材を改良して観測を継続し、1821年にはB線とH線の間に総数574本の暗線の存在を記録している。当時の問題はフラウンホーファーが発見した多数の暗線が何によって引き起こされるものか、全く見当が付かなかったことであった。その問題の解明は、約40年後のキルヒホッフとブンゼンの登場まで待たなくてはならなかった。

※1 ニュートンはこの多色の虹を『スペクトル』と名付けた。

※2 スリットを使うとスペクトルはスリットの像が波長方向に並んだものになる。仮に単色光を観測すれば、その波長に相当する細いスリット像だけが輝線として見える。

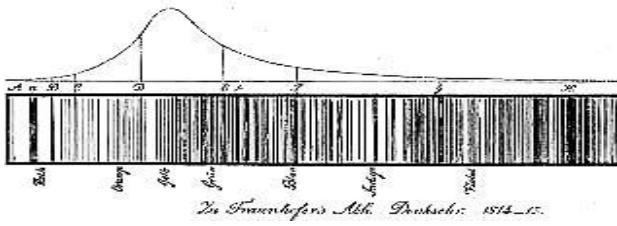


図 1.2 フラウンホーファーのスケッチ 左が長波長 (赤), 右が短波長 (青) (Denkschriften der Königlichen Akademie der Wissenschaften zu München (Memoirs of the Royal Academy of Sciences in Munich) 1814-15, 5, 193-226))

1.3 キルヒホッフとブンゼンの発見

1850年代の後半にグスタフ・キルヒホッフ (Gustav Kirchhoff, 1824 - 1887) とロベルト・ブンゼン (Robert Bunsen, 1811 - 1899) の二人はハイデルベルグ大学で化学分析法の開発を行っていた。ブンゼンは今でも化学実験室で広く使われているブンゼンバーナーの発明者として良く知られている。彼はこれの無色の炎の中に試料を入れると炎の色が変化し (炎色反応), その色の観察から試料の組成を調べようとしていた。



図 1.3 キルヒホッフ (左) とブンゼン

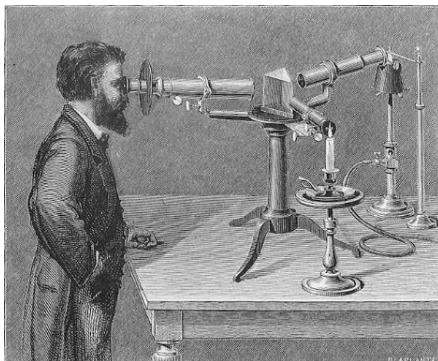


図 1.4 分光器を使うキルヒホッフ

一方のキルヒホッフは、自らプリズム分光器を製作し、炎色反応を示しているガスが発する光のスペクトルを観察することでより確実な結果を得ようとした。1860年の二人の共著論文では、アルカリ金属とアルカリ土類金属の元素が示すスペクトル線の特徴を記述し、分光解析法について論じている。そのような背景の下に、1859年に彼らは太陽のスペクトルと実験室で得たデータの比較を行い、フラウンホーファーが D 線と記載した 2本の暗線の波長そのものと2本の間の波長差が中性ナトリウム (Na I) ※³の示す黄色の2本の輝線の測定値と見事に一致することを見出した。この一致は偶然ではあり得ないことで、太陽という天体にはナトリウムという元素が含まれていることを明瞭に示している。

太陽表面にその他の既知元素も含まれていることが明らかにされるに及んで、人類の物質観は変革を迫られることになった。太陽や恒星の試料は直接に採取することは出来ないで、何でできているかを知ることは出来ないと思われていたが、地上の物質と天界の物質は異質なものであるという考えを捨てる結果となり、人類の物質観に革命が起きた。ともあれ、天体を造る物質と地上にある物質は同じものであることが明らかになったことは、分光学の手法を使えば遠距離にある天体の情報を得ることが出来ることを示している。

キルヒホッフは翌 1860年には今日キルヒホッフの法則と呼ばれる内容を定式化して示した。それによると、光の放出と吸収に関しては次の3項目が導かれる。

1. 高温の固体または液体は連続スペクトルを示す (図 1.5 (a)).
2. 高温で希薄なガスは輝線スペクトルを示し、異なった元素は異なった波長の輝線を放射する (図 1.5 (c)).
3. 高温の物体から放射された連続光がより低温の希薄なガスの層を通過すると、その層に含まれる元素の種類に応じた波長に吸収線が形成される (図 1.5 (b)).

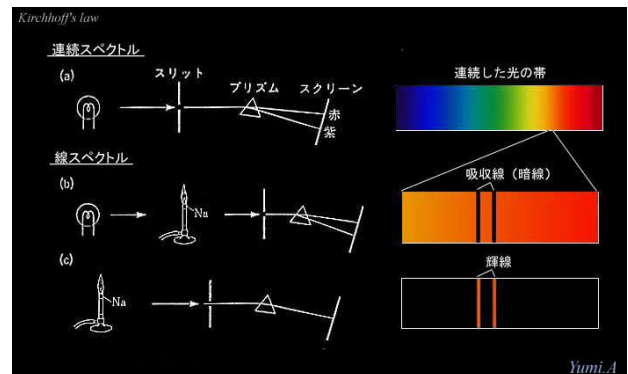


図 1.5 a 連続光, b 吸収線, c 輝線形成の仕組み 粟野他「天体スペクトル博物館」より

キルヒホッフとブンゼンの二人は 1860年にはアルカリ金属の新元素セシウム (Cs: 原子番号 55 番) を、翌 1861年には別の新元素ルビジウム (Rb: 原子番号 37

※³ 天文学では中性ナトリウムを Na I, 一回電離したナトリウムを Na II, ..., といった具合に「元素記号 + ローマ数字」でその物質の電離の程度を表現する。

【コラム 1.1】黒体放射

黒体とは、全ての波長にわたって入射した電磁波（光）をすべて吸収し、全く反射しない仮想の物体である。このような物体からの熱放射を『黒体放射』という。恒星は黒体ではないが、後述のように恒星が放射する連続スペクトルは黒体放射で近似することが出来る。

黒体から単位面積を通して単位時間、単位立体角、単位周波数あたり放射されるエネルギー密度（輝度）は、黒体の温度だけで決まる。

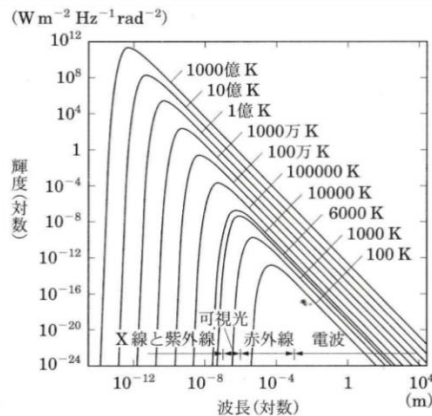


図 1.6 黒体放射のスペクトル 横軸（波長）はメートル単位の対数になっている。

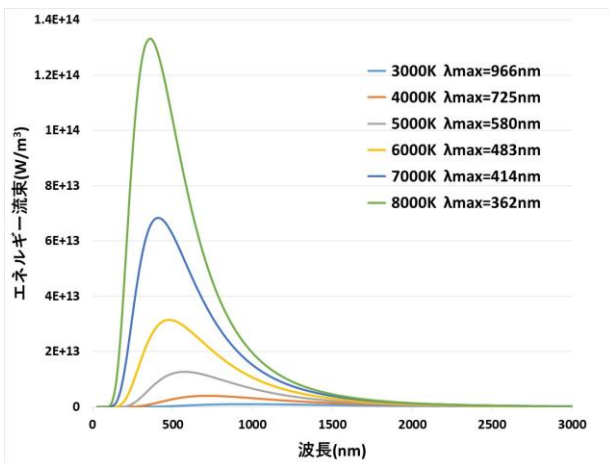


図 1.7 温度 3000 K から 8000 K の黒体放射。ウィーンの変位則を示す。

黒体はその温度が高くなるほど放射エネルギーが最大となる波長 λ_{\max} が短波長側に移動し、波長の短い電磁波を多く放射する。逆に温度が低くなれば波長の長い電磁波を多く放射する。これを『ウィーンの変位則』と言い、波長の単位を マイクロメートル (μm)、温度の単位を K とすると、

$$\lambda_{\max} (\mu\text{m}) \times T (\text{K}) = 2898$$

と書ける。波長 $1 \mu\text{m}$ (1000 nm) でエネルギー最大となる黒体の温度は 2898 K である。太陽のスペクトルは波長約 $0.5 \mu\text{m}$ の可視光で最大となっており、これより太陽の表面温度は約 5800 K であることがわかる。図 1.8

は地球の大気圏外で観測した太陽の放射エネルギー分布を示している（ラベル B）。これと 6000 K の黒体放射（ラベル A 破線）を比べるとほぼ一致している。

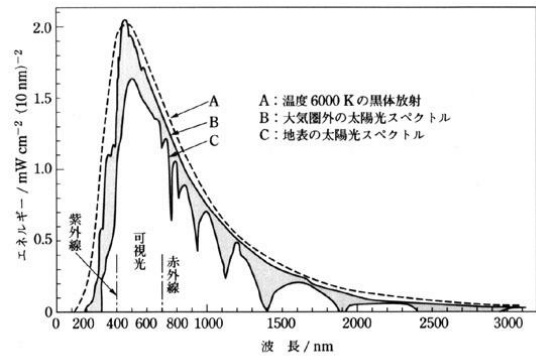


図 1.8 太陽光のスペクトルと 6000 K の黒体放射 (<https://info.ouj.ac.jp/~hamada/TextLib/rm/chap14/Text/Cr991404.html>)

恒星は黒体ではないが、太陽以外の恒星でも同じように、その表面温度の黒体で放射エネルギー分布を表現することが出来る。単位面積を通して、単位時間あたりに放出される黒体放射の全エネルギー I は温度 T の 4 乗に比例する、すなわち、 $I = \sigma T^4$ となるという法則を『シュテファン-ボルツマンの法則』といい、比例定数 σ をシュテファン-ボルツマン定数と呼ぶ。その値は $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} (\text{W m}^{-2} \text{ K}^{-4})$ である。

ウィーンの変位則は電球と変圧器（スライダック）を使った室内実験でも体験できる。白熱電球は、電流を通したときにフィラメントが加熱して高温となり明るく輝く。白熱電球にかける電圧を高くすると電球がより明るくなるが、これはフィラメントの温度が高くなるためである。すなわち、白熱電球のフィラメントの抵抗はほぼ一定なので、電圧が低いときは流れる電流も小さく、フィラメントの加熱（ジュール加熱）も少なくてフィラメントの温度はあまり高くなり、赤い光を主に放射する。電圧を高くすると流れる電流も大きくなり、フィラメントの加熱も大きくなって高温になるため、徐々に青い光が強くなるようになる。

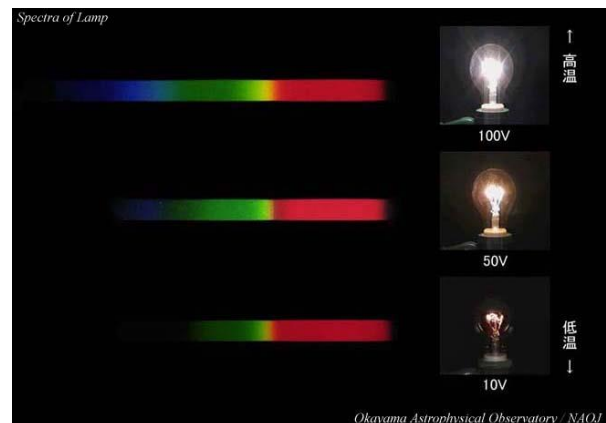


図 1.9 白熱電球のスペクトル（上から 100 V 、 50 V 、 10 V の場合）（岡山天体物理観測所提供）

【コラム 1.2】ヘリウムの発見

1868年8月18日にインドで皆既日食があり、ピエール・ジャンサン (Pierre Jules Ce'sar Janssen, 1824–1907) はフランスの観測隊の一員として参加した。彼は皆既日食の直前に彩層が見える短時間のチャンスを捉え、スペクトルの観測に成功した(これを『フラッシュスペクトル』という)。そのスペクトルを調べたジャンサンは、光球のスペクトルに強く見えているナトリウムのD2線(波長588.997nm)より少し短波長側(587.6nm)に輝線が見えていることに気が付いた。

同じ年の10月20日にイギリスのノーマン・ロッキヤー (Norman Locker, 1836–1920) は日食外の太陽の縁に沿ってスリットを平行に置いて分光観測を行い、D2線より少し短波長側にフラウンホーファーのリストに載っていない未知の輝線が存在するを見出した。ロッキヤーはこの線が太陽に存在する新元素によるものと考え、それを太陽の元素を意味する『ヘリウム』と名付けた。この新しいスペクトル線の報告はジャンサンとロッキヤーによってほぼ同時に行われたため、新元素ヘリウムの発見者はこの二人とされている。

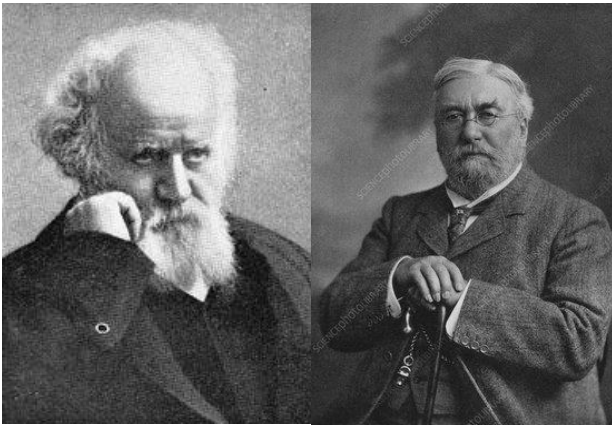


図 1.10 ピエール・ジャンサンとノーマン・ロッキヤー

番)を発見している。この発見も分光学的な手法を用いて行われている。

1.4 19世紀後半の恒星スペクトル研究

19世紀の後半(1860年頃)から太陽以外の恒星のスペクトルについての関心が高まり、多数の観測記録が発表されるようになった。その時期に活躍した人物の中に、ピエトロ・アンジェロ・セッキ (Pietro Angelo Secchi, 1818–1878)、ウィリアム・ハギンス (William Huggins, 1824–1910)、ルイ・モリス・ラザフォード (Lewis Morris Rutherford, 1816–1892)、ヘルマン・カール・フォーゲル (Hermann Carl Vogel, 1841–1907) らがいる。彼らの活躍によって、恒星や星雲のスペクトルが驚くほど多様であることが徐々に明らかとなり、19世紀末から20世紀始めにかけて天体物理学の基礎固めが行われ、その後20世紀前半から天体物理学が本格的な興隆期を迎えることになった。

ヘリウムは地球以外の場所で最初に発見された元素である。その後、イタリアのルイジ・パルミエリ (Luigi Palmieri, 1807–1896) はベスビオス火山の噴火に伴う溶岩流から採取したガスを分析し、1881年に分光学的な証拠からガス中にヘリウムが含まれていると報告した。また、ウィリアム・ラムゼイ (William Ramsay, 1852–1916) は1895年にウラン鉱床に閉じ込められたガスの中からヘリウムを検出した。このように、地球上でヘリウムが見つかる場合は地下に閉じ込められた状態のガスの中から分離されることが多い。このことは、地球にあるヘリウムと宇宙(星か星間ガスなど)に存在するヘリウムは出身(出来方)が違うことを物語っている。

宇宙にあるヘリウムはビッグバンの時に出来た成分と、その後恒星が出来て進化する中で星の中心核で水素の核融合で合成され、超新星爆発などでまき散らされた成分の2種類が混じったものである。ところが、このような成分は地球誕生に際して原始地球に取り込まれたとしても、地球の重力が小さいためその後失われてしまっている。その結果、現在の地球大気にはヘリウムはほとんど含まれていない。地球内部には放射性崩壊を起こす重元素が相当な量取り込まれており、数十億年の長い時間をかけて α 崩壊(α 粒子 すなわちヘリウムの原子核を放出する)によって出てきたヘリウムを含むガスが鉱山の地下などに局所的に閉じ込められている。今我々が気球などで目にするヘリウムはこのようなガスを地下から採集して作られたものである。このようなガスが採集できる鉱山は非常に古い地層を持つ場所に限られており、日本には存在しない。結果として日本で使われているヘリウムガスは全量が輸入されている。さらに注意すべきことは、ヘリウムの原子はどこにあっても同じもので、陽子2個と中性子2個から成る原子核は共通であり、この原子はどこでどうやって出来たものかを決めることは出来ないということである。つまり、原子レベルでは個体識別は意味が無いのである。

1850年から1878年までローマのバチカン天文台長を務めたセッキは、多様な活動の中で1863年から恒星の分光観測を始めた。使用した機材は自作した4種類の分光器であり、観測は専ら眼視観測であった。最初にスペクトルを観測した対象は赤色の星ベデルギュース (α Ori) で、詳細なスケッチをして太陽のスペクトルとは大いに様相が異なることを報告している。1866年の論文では209個の星のスペクトルを3種類に分けているが、その後サンプルを増やして、クラスIからVまでの5種類に分類した。

	色	特徴	代表的な星
クラス I	白,青	水素吸収線が強い	シリウス, ベガ
クラス II	黄	多数の吸収線	太陽
クラス III	橙,赤	分子バンド強い	ベデルギュース
クラス IV	赤	3本の輝線バンド	りょうけん座 Y 星
クラス V	白	水素輝線がある	カシオペア座 γ 星

【コラム 1.3】星雲線の同定

1864年にハギンスが惑星状星雲 NGC 6543（キャッツアイ星雲）などに発見した正体不明の輝線 4959Å, 5007Åなどは「星雲線」と呼ばれるが、当時同定が出来なかったため地球上にはないネブリウムという元素を想定する説も一部で唱えられた。それらの正体は1927年になってアイラ・スプラーク・ボーウェン（Ira Sprague Bowen, 1898 – 1973）によって解き明かされた。それによると、波長 4959Å と 5007Åに見られる2本の輝線は2回電離した酸素のイオン（O III）の『準安定状態』からエネルギーが一番低い『基底状態』へ電子が遷移するとき放射されるものである。この遷移は量子力学的には禁止されているので『禁制線』とも呼ばれる。このような線は記号で [O III] 5007 などと表記される。（禁制線について詳しくは第2章参照）

禁制線は、遷移が禁止されているとはいえそれが起きる確率は厳密には0ではなく、普通の線（禁制線に対し『許容線』と呼ばれる）に比べてまれではあるが、特殊な状況では遷移が起きることがある。それは粒子密度が非常に低い環境に置かれた場合で、粒子の衝突によって基底状態に移る確率が小さくなり、代わりに光を放出して基底状態に落ちることが起きる。

地球上の環境（粒子密度が高い）ではそのような遷移は観測出来ないの知られていなかった。禁制線が出る天体は粒子密度が非常に低く、同時に紫外線の照射で電離が進んでいるガスが大量に存在する場合が多い。例えば、惑星状星雲、H II 領域（第6章参照）などである。惑星状星雲は中心にある高温の出来たばかりの白色わい星が、H II 領域は若い高温の大質量星（O, B 型星）が紫外線を強く放射し、その紫外線が酸素原子などの電離を引き起こす。さらに、T Tau 型星のような非常に若い星でも観測されることがある。



図 1.16 NGC 6543（キャッツアイ星雲）
(NASA, ESA, HEIC, and The Hubble Heritage Team)

太陽など普通の星の光球では、粒子密度が大きく衝突による遷移が起きる確率が圧倒的に大きいので、そのよ

うな線は形成されない。代表的な星雲線としては、[O III] 4959 Å と 5007 Å の他に [O II] 3727 Å, [N II] 6548 Å, 6584 Å, [S II] 6716 Å, 6731 Å などがあ。また、星雲線が観測される天体は銀河系内の星ばかりではなく、活動的な銀河であるクエーサー（QSO）、セイファート銀河、スターバースト銀河などにも見られる。これらの銀河では希薄なガスが大量にあり、それが沢山の若い O, B 型星が放射する紫外線によって照らされていると考えられている。



図 1.17 オリオン大星雲 直接像（左）スリット無し分光器のスペクトル（右）
(岡山天体物理観測所 国立天文台提供)

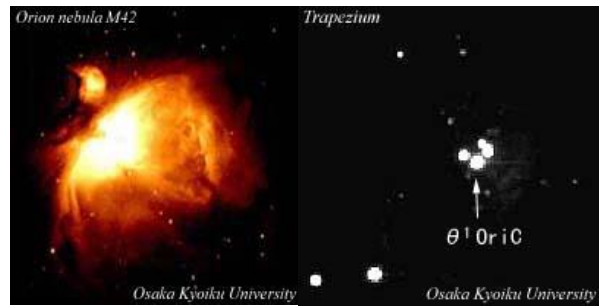


図 1.18 オリオン大星雲と紫外線源の若い O 型星
(大阪教育大学提供)

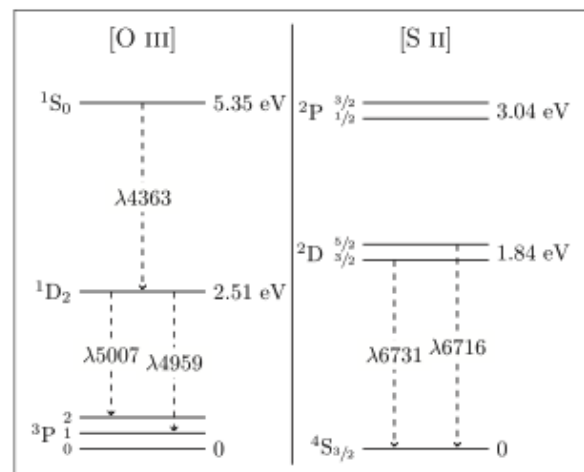


図 1.19 酸素イオンと硫黄イオンの禁制線のエネルギー順位 (Douglass K., & Vogeley M.S. 2017 ApJ 834, 186)

【コラム 1.4】コロナ輝線の発見と同定、そしてコロナ加熱問題

皆既日食の時に、月によって隠された太陽の周辺に薄く広がって見える淡い光は昔から知られていてコロナと呼ばれていた。コロナの明るさは通常見ている太陽面（光球）の明るさの約 100 万分の 1 ほどしかなく、20 世紀になって特殊な装置（コロナグラフ）が開発されるまでは皆既日食の時以外には観測する機会は無かった。まして、コロナのスペクトルを観測する事などは非常に困難であった。

1869 年 8 月 7 日に北米大陸をほぼ横断する皆既日食があり、全米の各地で観測が行われた。その中でダートマス大学のチャールス・A・ヤング（Charles Augustus Young, 1834–1908）は 5 個のプリズムを使った特殊な分光器を製作し、皆既日食中のコロナのスペクトルデータを得ることに成功した。

彼は波長 530.3nm と 637.4nm に太陽の光球や彩層には見られない輝線が見られる事を報告し、前者はグリーンライン、後者はレッドラインと呼ばれるようになった。その後他の研究者によって紫外線領域や赤外線領域にもコロナ特有の輝線スペクトルが見出されたが、それらがどの元素（イオン）に由来するものか、正体は長い間なぞのままだった。その結果、これらの輝線が地球には存在しない未知の元素『コロニウム』によるものではないか？という憶測が語られたこともある。



図 1.20 皆既日食時のコロナ 2017 年 8 月 21 日
(©NASA/Gopal swamy)

この謎はおよそ 70 年後になってドイツのウォルター・グロトリアン（Walter Robert Wilhelm Grotrian, 1890–1954）とスウェーデンのベンクト・エドレン（Bengt Edle'n, 1906–1993）によって解かれることになった。彼らは波長 530.3nm と 637.4nm の輝線は、それぞれ 13 回と 9 回電離した鉄（Fe）イオンであることを示した。これに関しては京都大学の宮本正太郎（1912–1992）の研究がある。彼は 1949 年にこれらの高階電離イオンは衝突電離の結果生じると考え、鉄原子が 9 回ないし 13 回電離したイオンになるにはコロナガスの温度が 100 万度ないし 200 万度になっている必要があると結論した。この推定は現在も正しいと考えられている。一方で、せいぜい 6000K の光球や 1 万数千 K の彩層の上空にそのような高温の気体が存在するのはなぜか？という問題（コロナの加熱問題）が生じた。この問題は色々な学説が提案されたが、これぞ正解という理解は未だに得られていない。1980 年ころから太陽以外の恒星の X 線放射が人工衛星で観測されるようになり、太陽に近いスペクトル型（F 型より低温の星）の星はコロナを持つが、より高温の星 B、A 型星には見られないことが明らかとなった。F 型より低温の星には表面付近に対流層が存在するが、A 型より高温の星にはそれが無いことが知られている。コロナを持つかどうかの境目は星が表面に近い場所に対流層を持つか否かで決まっていると考えられている。100 万度のコロナがなぜ存在するかという問題は、今なお太陽物理学ひいては恒星物理学上の大きな課題である。

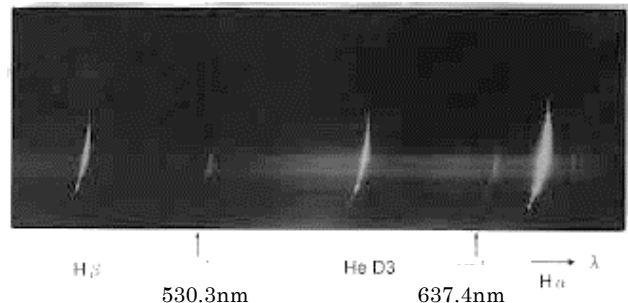


図 1.21 コロナ輝線 (©Nature C. A. Young, 1871)

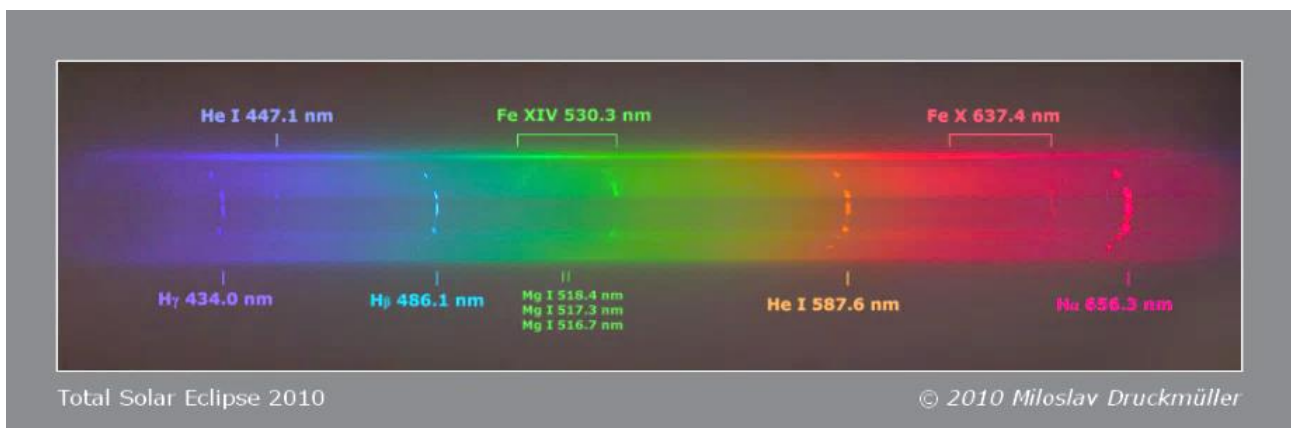


図 1.22 コロナ輝線 II 2010 年 11 月 7 日 ポリネシア日食 (©Mitostav Druckmüller 2010)

層で発見されたヘリウムのスペクトル線が見えるか見えないかで区別し、セッキのクラス I はヘリウム線が見えない Ia 型とヘリウム線が見える Ib 型に分割された。Ia 型は現在の A 型に、Ib 型は現在の O-B 型に相当する。セッキのクラス V (輝線を示す星) は Ic 型とされ、水素線のみの輝線を示す場合は Ic1, ヘリウムの輝線を示す場合は Ic2 と区別された。セッキのクラス II は現在の F-K 型を含む IIa 型とミラ型変光星^{*7}や新星(ノバ)を含む IIb 型に分けられた。M 型巨星や超巨星は IIIa 型とし、炭素星は IIIb 型とされている。この分け方をみると、ヘリウムのスペクトル線は星の表面が高温にならないと出現しないので、ヘリウム線が見える Ib 型を見えない Ia 型より高温星として扱うという温度系列的な発想はこの時点ではなかったようである。

1.5 ピッカリングと恒星のハーバード分類

エドワード・チャールス・ピッカリング (Edward Charles Pickering, 1846–1919) は 1846 年にボストンで生まれた。ハーバード大学で物理学を学び、卒業の翌年にマサチューセッツ工科大学 (MIT) に助手として採用された。MIT には 10 年勤務し、1876 年には若くしてハーバード大学天文台長に選任された。1839 年に創立されたこの天文台は天体の位置観測を中心とした古典的な天文学が研究の中心であったが、新しく就任したピッカリングには近代的な天体物理学の分野への進出が期待されていた。そこで、新たな観測装置を整備するために『南天を含めた全天の天体の写真観測を行うこと、変動天体の長期的な観測を行うこと』の意義を強調しながら募金活動に取り組んだ。

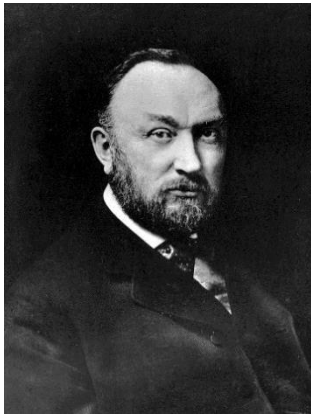


図 1.23 エドワード・チャールス・ピッカリング
(<https://www.gettyimages.co.uk/detail/news-photo/portrait-of-the-american-astronomer-edward-charles-news-photo/141553136>)

1880 年代に実際に始められたのは、1) 変光星プロジェクトと、2) 恒星の分光分類プロジェクトの二つであった。いずれも写真観測を行って客観的なデータを取ることを基本としていた。変光星プロジェクトの対象としては、1) 新星、2) 長周期変光星、3) 短周期変光星、4)

^{*7} 恒星の進化の最終段階の赤色巨星で、非常に赤く脈動周期は 100 日より長い。また、変光が可視光で 2.5 等より大きい。

微小変動を示す星、5) アルゴール型変光星などが含まれており、それぞれに成果を挙げている。中でも特筆すべき成果はヘンリエッタ・スワン・リービット (Henrietta Swan Leavitt, 1868–1921) によるケフェウス型変光星の『周期-光度関係』の発見である。

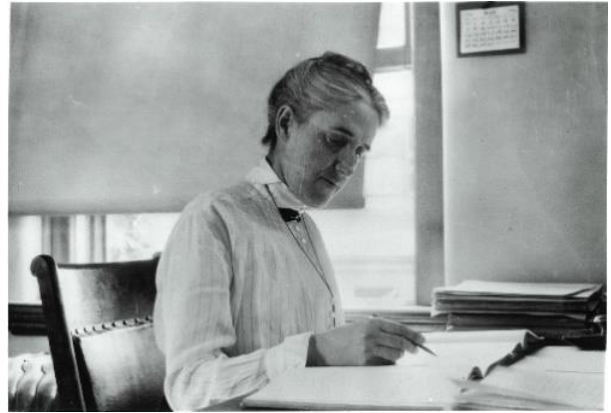


図 1.24 ヘンリエッタ・リービット (American Institute of Physics, Emilio Segrè Visual Archives)

リービットは 1902 年に天文台の助手になり写真測光部門を担当した。1904 年に南米ペルーのアレキッパに設置された口径 60cm の望遠鏡で撮影された小マゼラン星雲の鮮明な写真を見て関心を持ち、その後撮影された写真を加えて変光星の調査を行った。1908 年の報告によると小マゼラン星雲で 969 個の変光星を検出している。その中の 16 個について変光に周期性があることを見出し、それぞれの周期を求めた。すると面白いことに見かけの明るさが明るいほど周期が長いことに気が付いた。これらはいずれもケフェウス座 δ 星と同じタイプの光度曲線を示す星であった。

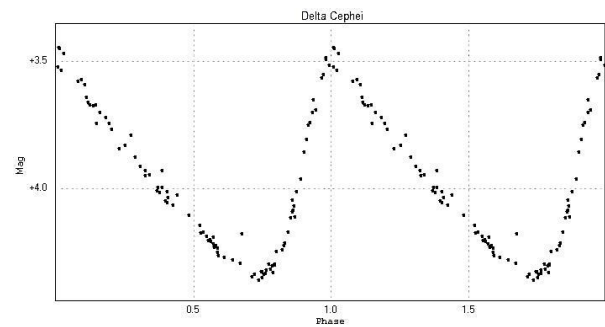


図 1.25 典型的なケフェウス座 δ 星の光度曲線
縦軸は明るさ、横軸は位相 (© ThomasK Vbg)

1912 年にリービットは小マゼラン星雲で見つかったケフェウス型変光星 25 個について変光周期と見かけの明るさの関係をまとめた図を発表した。小マゼラン星雲 (SMC) は太陽から約 20 万光年の場所にあり、それに含まれる星は太陽からほぼ等距離にあると考えられるので、この関係は変光の周期が長いほどその星の光度 (絶対等級) が明るいことを意味している。これを周期-光度関係という。

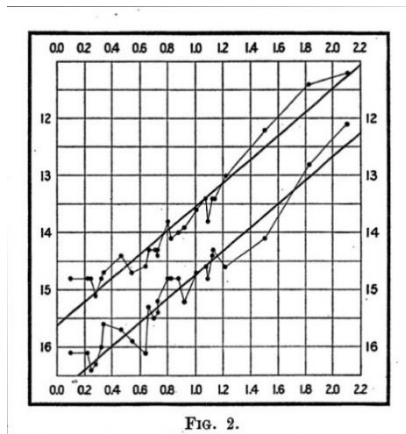


図 1.26 極大時(上), 極小時(下)の周期-光度関係
縦軸は明るさ(等級), 横軸は日数の対数で表した周期
(Proceedings of the National Academy of Sciences
of the United States of America, Volume 15, Issue
3, pp. 168-173)

この関係を使えば, 距離の測定(年周視差の測定)が出来ないほど遠方の天体(銀河)に見られるケフェウス型変光星を検出してその変光周期を求め, 同時にその星の見かけの明るさ(実視等級)を測定すればその銀河までの距離を決めることが出来る. 周期-光度関係の発見は, ハッブルによる宇宙膨張の発見(1.9節参照)など, その後の天文学に大きな貢献をした重要な発見であった.

対物プリズムを使った観測例を図 1.27 に示すが, 普通の星野写真と違って一個一個の星が短いスペクトルとして写っている. 図ではスペクトルの左が赤で右が青の波長になっている. プリズムの特性として赤波長域では分散が低いので大抵の場合露出過剰で黒く写っている. 青波長域に眼を移すとスペクトル線が見えている. これらのスペクトル線の特徴を読み取って分類を行うのであるが, 正しく分類を行うには相当の修練が必要である.



図 1.27 対物プリズムによる恒星のスペクトル

ピッカリングのチームが観測した対物プリズムによる恒星のスペクトルの分類はウイラマイナ・フレミング(Williamina Paton Fleming, 1857-1911)に任せられた. フレミングはセッキの分類型を基にして, 新たな分

類法(A, B, F, G, K, M, N, O, P)を作った. A型, B型はセッキのクラス I に対応し, F型, G型はクラス II に, M型とN型はそれぞれクラス III と IV に対応している. この分類法を用いて, 1890年には10351個の北天の恒星を含んだヘンリー・ドレイパー記念星表が出版された.



図 1.28 アンニー・ジャンプ・キャノン

ピッカリングの下では恒星の分光分類用のデータとして1892年から1899年にかけて南米ペルーのアレキッパに設置された口径33cmの屈折望遠鏡に取り付けられた対物プリズムを用いてまず南天の観測が行われた. その後同様の装置を用いて北天の観測が行われた. 全天で22万個以上の恒星を含む膨大な写真データの分類作業はアンニー・ジャンプ・キャノン(Annie Jump Cannon, 1863-1941)によって行われた. キャノンはフレミングのA, B, F, G, ..., の分類を踏襲しながら, 2点の改定を行っている.

- 1) 分類型を星の温度の高いものから低いものへと並ぶように再配列した. 具体的には, 電離ヘリウムの線が現れる星をO型, 中性ヘリウムの線が強い星をB型, 水素の線が強く現れる星をA型, それから金属の吸収線が強くなる順にF, G, K型, 分子線のバンドが現れる星をM型としている. また, 特異なスペクトルを示すN, R型(炭素星)も導入している.
- 2) 各スペクトル型に(温度の高い方から順に)0から9までのサブクラスを設けている. ここに『温度系列』という概念が導入されたわけである.

この分類は『ハーバード分類』と呼ばれている. キャノンは1911年から1915年にかけて独力で225300個に上る全天の恒星のスペクトル分類を完成させた. その後, 星の天球上の位置(赤経, 赤緯), 明るさ(等級)などの付加的な情報を加えたカタログがヘンリー・ドレイパー星表(Henry Draper Catalog)(全9巻)として1918年から1924年にかけてハーバード大学天文台年報として順次刊行された. この星表で使われた星の番号はHD番号と呼ばれ, 現在でも恒星天文学では普通に使われている. HD星表で扱われた星の明るさが9等台までであ

ったので、キャノンはサンプルを拡張する観測を計画して実施した。1925年から1936年にかけて分類作業を行って43850個の星を含むヘンリー・ドレイパー拡張星表(HDE)カタログ(Henry Draper Extension Catalog)が1936年にハーバード大学天文台から出版された。

1.6 モーガンによる二次元分類の導入

ウィリアム・ウイルソン・モーガン(William Wilson Morgan, 1906 – 1994)はシカゴ大学に在学中にヤーキス天文台で口径100cm屈折望遠鏡による分光観測に取り組んだ。彼は1935年頃から恒星の二次元分類に取り組み始め、スペクトル型(温度指標)に加えて、第二のパラメーターとして恒星の表面重力の大きさが使えるのではないかと着目した。恒星の表面重力加速度の大きさは、

$$g = \frac{GM}{R^2}$$

と定義される。Rは星の半径、Mは質量、Gは万有引力定数である。星の質量Mが同じ場合、半径Rが10倍になれば表面重力加速度の大きさは100分の1になる。同時にその星の表面積は100倍になるので、表面温度が同じであれば星全体の放射量(単位面積あたりの放射量×表面積)も100倍(5等級)明るくなると予想される。

単独の星では質量を求めることは困難であるが、連星の軌道運動の観測から求める方法がある。星の半径は、その星全体からの放射量と表面温度のデータがあれば求めることが出来る。モーガンは1937年以前に質量と半径のデータが揃っていた超巨星9個、巨星6個、準巨星3個、主系列星38個、計56個のデータを使って表面温度(log T)と表面重力加速度(log g)の関係を示す図を作成した。その結果読み取れる主な結果は以下のような内容である。

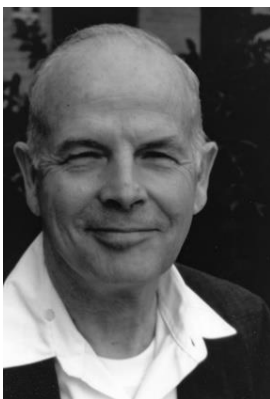


図 1.29 ウィリアム・ウイルソン・モーガン
(©2022 The University of Chicago, The Department of Astronomy and Astrophysics | 773-702-8203 | 5640 S. Ellis Ave, Chicago, IL 60637)

1) 太陽を含む主系列星のlog gの大きさは高温星から低温星までほぼ一定である。

※8 可視領域の水素線の系列

2) 超巨星のlog gは主系列星のそれより1桁以上小さく、高温星から低温星までの間で100分の1程度に小さくなる。すなわち、同じ超巨星であっても赤色超巨星(例えばベデルギウス)は青色超巨星(例えばリゲル)よりはるかに大きく膨れ上がった状態にあることを意味している。

これらの結果からモーガンは表面重力加速度の大きさを分類の第二パラメーターとして使うことを考え、『光度階級』という基準を提案した。これとスペクトル型を組み合わせた分類を『モーガン・キーナン(MK)二次元分類』とよぶ。例をいくつか示すと、

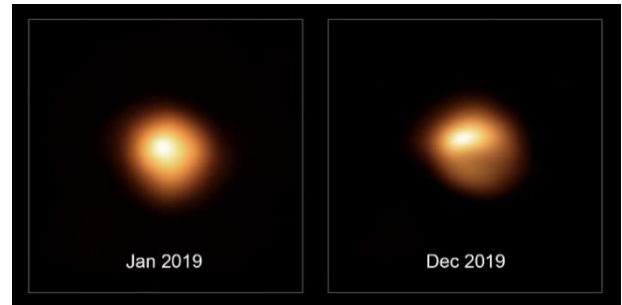


図 1.30 ヨーロッパ南天天文台のSPHEREが撮影した2019年1月(左)と12月(右)のベテルギウスの比較(ESO提供)

光度階級	星のタイプ
I	超巨星 (大きさの順に Ia, Iab, Ib に細分される)
II	明るい巨星
III	巨星
IV	準巨星
V	わい星(主系列星)

太陽 G2 V,

夏の大三角の星: ベガ A0V, デネブ A2Ia, アルタイル A7V,

冬の大三角の星: ベデルギウス M1-2 Ia – Iab, プロキオン F5V, シリウス A1V

実際に観測した星のスペクトルをこの方法で分類するには『絶対等級効果』と呼ばれる現象を利用する。これは、同じ表面温度であっても、大きさ(すなわち表面重力加速度)の違いによってスペクトル線の現れ方が違う現象を指している。

良く知られた絶対等級効果の例として早期型星の水素の吸収線(バルマー系列^{※8})の強さ、太さなどが大きく変化する例がある。一例としてB8VのHD145842とB8IaのHD106068のバルマー系列の短波長側の端(バルマーリミット, 第2章参照)を図1.31に比べてある。バルマー系列は短波長になるほど線の間隔が狭くなり、線のウイング(翼部)が重なり合って見分けがつかなくなる。図をみると超巨星HD106068のバルマー

線はウイングが弱く 24 本目まで見えている。一方で主系列星である HD145842 ではバルマー線は 18 番目までしか判別できない。

バルマー線のウイングの広がりには『シュタルク効果』（第 2 章のコラム参照）と呼ばれるもので決まっており、それは星の大気中での電子密度によって効き方が異なる。電子密度が高い星（主系列星）ではシュタルク効果が強く効いていて、線幅が広がっている。一方で電子密度が低い星（超巨星）ではこの効果が弱いため、線幅が狭くなっている。これは絶対等級効果の一例である。それを利用して、バルマー線が何本目まで見えるかを数えて光度階級を決めることが可能である（ただし、分光観測の波長分解能に依存することに注意）。

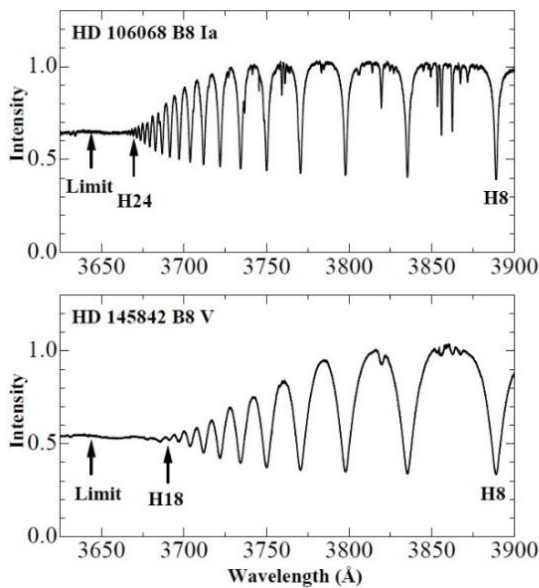


図 1.31 バルマーリミット (大阪教育大学提供)

A-09

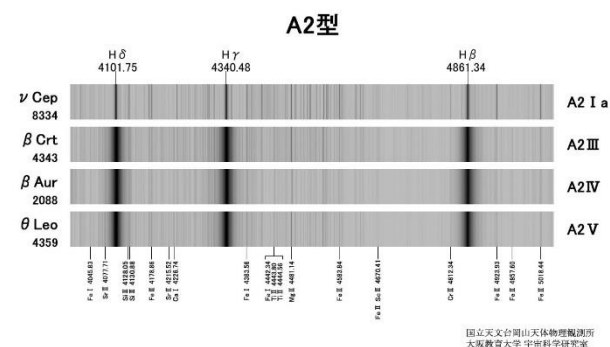


図 1.32 絶対等級効果 (大阪教育大学提供)

大気中の電子密度が低い場合は、高い場合に比べて金属元素の電離が進む効果がある（サハの電離式^{※9}）。そのことを利用して、ある吸収線と別の吸収線の強度比を使って光度階級を決める方法が使われることがある。例えば、A、F 型星では中性鉄 (Fe I) の線 4046 Å の線と 1 回電離ストロンチウム (Sr II) の 4078 Å の線の強度比を使うことが行われている。実際にはこのような組

※9 気体の電離度を気体の温度、密度、イオン化エネルギーの関数として表した関係式

み合わせをいくつか用意し、それらを組み合わせることで使うことが多い。

1.7 H-R 図

恒星のスペクトル分類の発展に伴って、恒星の天文学を研究する上で非常に重要な方法（手段）が開発されてきた。それはエイナー・ヘルツシュプリング (Einar Hertzsprung, 1873–1967) と ヘンリー・ノリス・ラッセル (Henry Norris Russell, 1877–1957) によって開発された『ヘルツシュプリング・ラッセル図』（略称 **H-R 図**）である。これは多数の恒星で得られている絶対等級の値を縦軸にとり、スペクトル型を横軸にとって 2 次元の図に示すものである。早くも 1914 年にラッセルは 1913 年以前に出たデータを使ってその原型を示している (図 1.34 左)。この図の上では左上 (B 型) から右下 (M 型) にかけて星が集中している帯があることが見てとれる。しかし、その帯の縦方向の幅は 5 等級 (100 倍) 以上あり、最近の教科書などに出ている図の主系列の幅

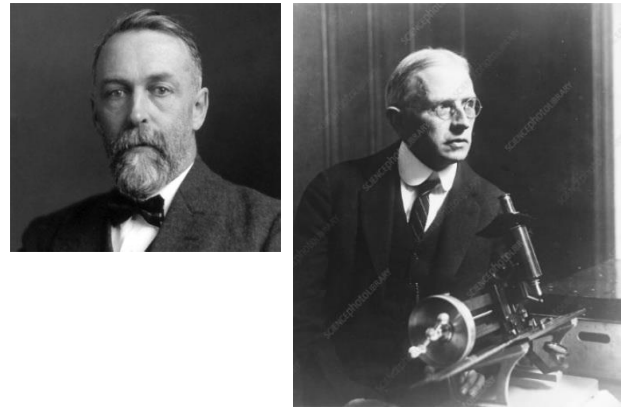


図 1.33 ヘルツシュプリング (左 Encyclopedia Britannica <http://www.britanica.com/EBcheck.ed/topic/263944/Einar-Hertzsprung>) と ラッセル (右 University of Chicago Photographic Archive, [apf6-01542], Hanna Holborn Gray Special Collections Research Center, University of Chicago Library. <https://photoarchive.lib.uchicago.edu/db.xqy?one=apf6-01542.xml>)

に比べて随分と大きい。それは 20 世紀の始め頃の絶対等級の決定に大きな誤差が含まれていたことに大部分の原因がある。絶対等級の決定には、見かけの明るさの測定（実視等級）と距離（年周視差）の測定が必要である。1838 年に最初の測定が成功して以来、地上望遠鏡による年周視差の観測は連続と続けられてきたが、精度の限界は 0.01 秒角と言われていた。これは距離にして 100 パーセクに相当する。地上望遠鏡による写真観測では、星像の大きさが 1 秒角以下になることは稀なので、距離が数十パーセクより遠い星の測定は大きな誤差を伴っていた。この状態は、1997 年にヒッパルコス衛星のデータが、2018 年に第 2 版が公開された GAIA 衛星の

データが使えるようになって、劇的に改善された。

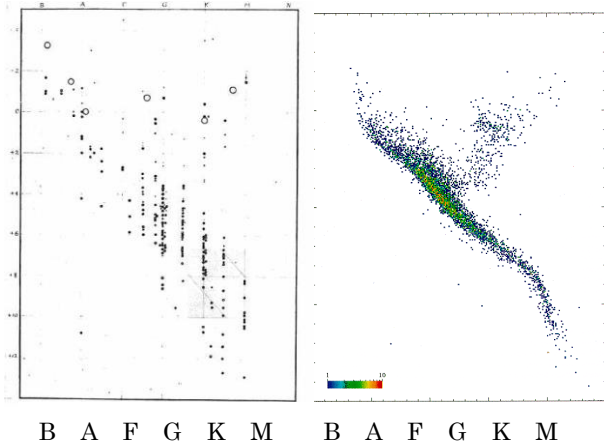


図 1.34 1914 年の HR 図 (左 Russell 1914 Popular Astronomy, vol. 22, pp.275-294) とヒッパルコスから作成した HR 図 (右 ©ESA)

1950 年代になって、スペクトル型を用いる温度系列と同等の測光システムが Harold Lester Johnson (1921-1980) と Morgan (前出) によって定式化された。それは紫外 (U)、青 (B)、および可視 (V) の 3 種類の色フィルターを通して星の明るさを光電管という装置で測るもので、UBV 3 色測光と呼ばれる。U 等級、B 等級、V 等級の差 $U-B$ と $B-V$ は『色指数』と呼ばれる。彼らは 1953 年の論文で、それらの色指数の原点 (0.0) を A0 型の主系列星の測定結果の平均と定義し、全天に分布する測光基準星 290 個のリストを公表した。中でも B 等級と V 等級の差 $B-V$ は星の表面温度を表す指標として使われることが多い。

スペクトル型、色指数 $B-V$ 、表面温度を表で示すと以下ようになる。HR 図においてもスペクトル型と同様に扱われることが多い。図 1.34 の左は横軸としてスペクトル型が、右では $B-V$ が使われている。これを『色一等級図』という。

単独の星の場合に H-R 図を作ろうとすると、年周視差のデータは必須であるが、多数の星が集合している星団の場合にはそのデータが無くても H-R 図に相当するものを作成できる。図の縦軸として絶対等級を使う代わりに、見かけの等級を使うのである。星団に属する星は狭い空間に集まっているので、地球から見た場合にはほぼ等距離にあると考えて良い。さらに、星団に属する星は一つの母天体 (星間雲) からほぼ同時に出来たとされているので、同年齢の集団と考えられる。また、同じ母天体から出来たということは、物質の組成も同じであると考えて良い。

図 1.36 と図 1.37 にはプレアデス星団 (散開星団) と 47 Tuc (球状星団) のイメージと色一等級図が示してある。プレアデス星団では主系列が色指数がほぼ 0 (A 型星) まで伸びており、年齢 1 億年の星団のモデル計算

スペクトル型	B-V	表面温度 (K)
O5 V	-0.33	42,000
B0 V	-0.30	30,000
A0 V	-0.02	9,790
F0 V	0.30	7,300
G0 V	0.58	5,940
K0 V	0.81	5,150
M0 V	1.40	3,840

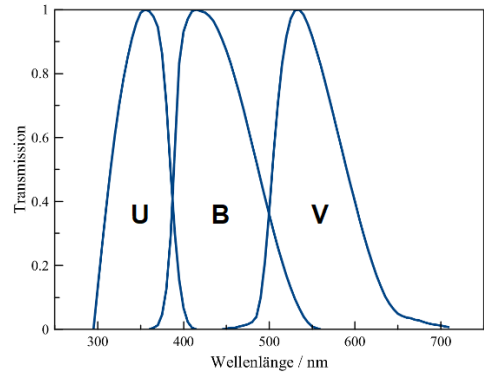


図 1.35 UBV 3 色フィルターの透過特性 横軸は nm 単位で表した波長 (© Michael Oestreicher)

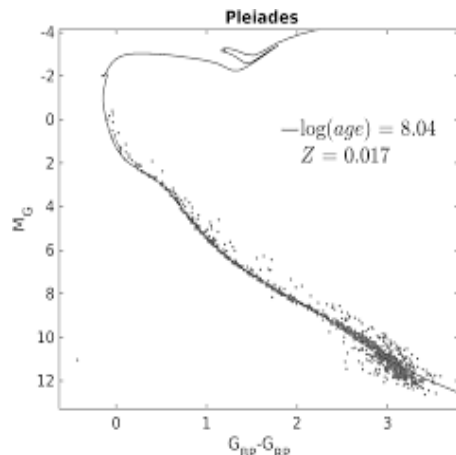


図 1.36 散開星団 M45 (プレアデス) (上) と色等級図 (下) 色等級図は GAIA 衛星のデータ。実線は年齢 1 億年の星団の理論計算結果。

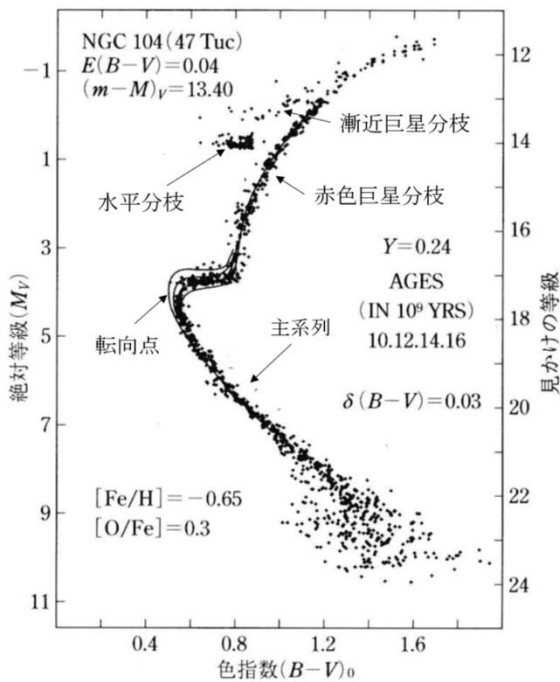


図 1.37 球状星団 47Tuc と色等級図
 (上 <https://apod.nasa.gov/apod/ap201024.html> 下
 岡村定矩 1999「銀河系と銀河宇宙」(東京大学出版会))

と比べてこの星団の年齢はほぼ 1 億年と考えられる。
 一方、球状星団ではより赤い色の星がすでに主系列を離れている。このことは、球状星団の星の方が形成されてからより長い時間が経過していること、すなわち年代が古いことを示している。これまでの研究の結果、散開星団には若いもの(年齢数千万年)から古いもの(年齢 100 億年に近い)までであるが、球状星団はすべて古い時代に出来たもので 100 億年より若い天体は無いことが知られている。

1.8 銀河の回転とダークマター

図 1.38 は、ほぼ真横から見た円盤銀河 NGC 4178 の写真(左)と赤から近赤外の波長域で観測したスペクトル(右)を示している。観測は左の図でスリットとして黒い線で示してある部分を通過した光で行われてい

る。スリットは銀河の赤道面に沿って設定されている。スペクトルの上側は銀河のイメージの上側(N と書いてある北側)に、スペクトルの下側は銀河のイメージの下側(南側)に対応している。スペクトルの水平方向(分散方向)の中央部に薄明るく見える帯は銀河の中心部であり、両側に離れると暗くなっている。下向きの矢印(↓)で示した分散方向に対して垂直に見える線は、地球大気の子夜光のスペクトルである。銀河のスペクトル線は上向きの矢印(↑)で示してあるが、これらの線は分散方向に対して垂直になっておらず、傾きを持っていることが見てとれる。この傾きは銀河中心をはさんで北側では赤方向に、南側では逆に青方向にずれている。このことをドップラー効果で解釈すれば、銀河の北側は観測者から遠ざかる運動をし、南側は観測者に近づく運動をしていることが分かる。ずれば銀河の中心から見て対称なので、これは銀河そのものが回転していることの証拠と考えられる。波長のずれの大きさは銀河の中心から離れるほど大きくなるので、このスペクトルに写っている範囲では、外側に行くほど回転の速度が大きいと考えて良い。

このようなスペクトルから、測定した視線速度を縦軸に、銀河中心からの距離を横軸にしてプロットした図を銀河の回転曲線と呼ぶ。このようなデータは円盤銀河をその中心軸方向から見た場合(銀河を真上から見た場合)には作ることが出来ない。銀河の回転は一周するのに何億年もかかるので、銀河面にある目印となる天体の横方向の動きを観察して回転運動を知ることは出来ないからである。コラム 1.5 に示した土星のリングの場合と同様の状況である。

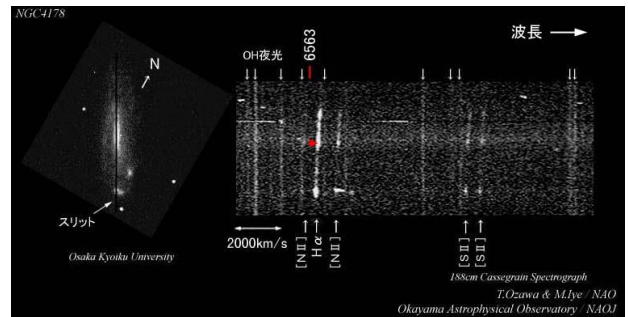


図 1.38 NGC 4178 の写真(左)と可視光のスペクトル(国立天文台提供)

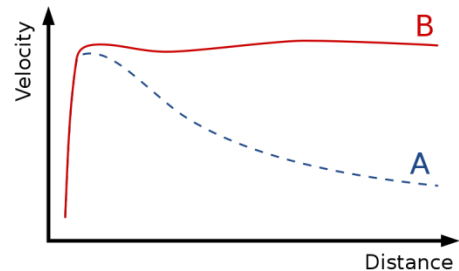


図 1.39 回転曲線の模式図

図 1.39 は典型的な回転曲線の模式図である。この図の上で可視光で観測できる範囲は横軸の左から約 1/3

の範囲で、それより外（右側）は電波観測によってデータを得ている。可視光で見えるということは星が分布していることを意味し、見えない場所は星が少なくなり電波で光るガス成分が多い事を示している。銀河系内部の物質分布は星が大部分を担っており、星が見えない領域には物質はほとんど無いと考えると、図 1.39 の右側の部分では運動はケプラーの第 3 法則に従って回転の速度は減少すると考えられる。これが図 1.39 A の場合に相当する。太陽系では質量のほとんどは太陽に集中しており、惑星の運動は見事にケプラーの第 3 法則に従っている。ところが、実際の銀河の回転曲線は中心から離れても平坦な形をしており、星が見えない領域になってもそこから内側に含まれる総質量は増大していることを意味している。図 1.39 の B の場合に当たる。

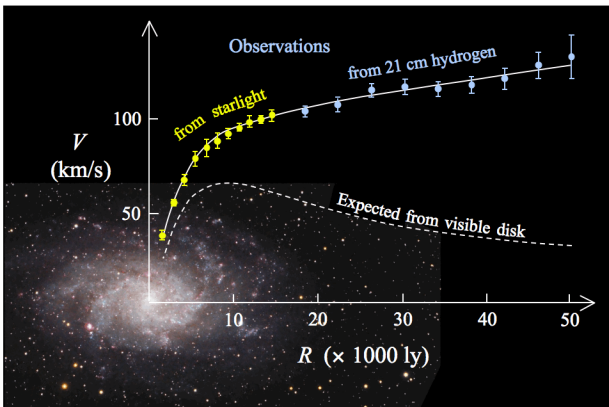


図 1.40 M33 銀河の回転曲線 (Corbelli E., & Salucci P. 2000 MNRA, 311, 411)

星が見えない領域で観測されているガスの密度から計算すると、平坦な回転曲線を説明するには質量が到底足りないことが明らかになり、その原因は正体が知られていない物質 X にあると考えざるを得ないという話になった。その X をダークマターと言っている訳である。その物質は光との相互作用がなく、重力の影響だけを周囲に及ぼすという特性がある。平坦な回転曲線を説明するには、銀河の中心から距離 r 以内にある物質の総量が遠方まで r に比例して増加する、すなわち、密度が r の -2 乗に比例する物質が球状に分布すれば都合が良いことが分かっている。しかしながら、様々な仮説が出されて研究されているが 2022 年現在その正体は不明のままである。

1.9 銀河の後退速度と宇宙の膨張

恒星や銀河系内の明るい星雲（オリオン大星雲等）の分光観測は 19 世紀の終わりまでにかかなりのデータが揃った状態であった。一方でいわゆる銀河の分光観測は 20 世紀になって始まった。当時は M 31 や M 33 など M 42（オリオン大星雲）などと共に「星雲」と呼ばれていた天体で、天の川銀河の中にあるかそれとも外にあるかが確定していなかった。そのような中で銀河の分光観測を始めたのはバスター・メルビン・スライファー（Vesto

Melvin Slipher, 1875 – 1969) であった。アリゾナ州フラッグスタッフにあるローウェル天文台の口径 61cm の屈折望遠鏡に取り付けた明るい光学系を持つ低分散の分光器を用いて、1912 年に 6 時間 50 分の露出を行って M 31 のスペクトルを得た。その後さらに 3 回の観測を行い、Ca II H 線などを使って M 31 の視線速度を測り、平均して -300 km/s という結果を得た。1915 年の論文では M 31 を含む 15 個の星雲（銀河）の視線速度を発表している。その中で、M32, M31 および M33 は負の視線速度（太陽に向かって運動している）を持つが、他は正の視線速度（太陽から遠ざかる運動をしている）ことを述べている。

エドウィン・ハッブル（Edwin Hubble, 1889 – 1953）が 1.5 で紹介したケフェウス型変光星の周期 - 光度関係を使って M 31, M 33, および NGC 6822 は明らかに銀河系外の天体であることを示したのは 1924 年になってからであった。

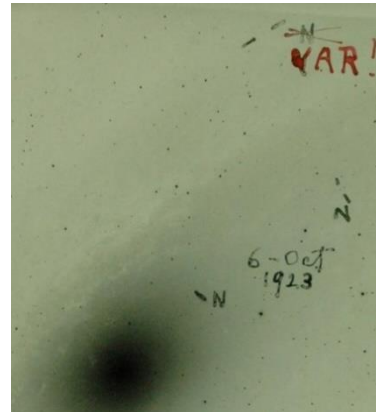


図 1.41 ハッブルが 1923 年 10 月 6 日に観測した M 31（アンドロメダ大星雲）の写真の一部。Var ! と書いてある左上の黒い線分 2 本の間に変光星を見つけた記念すべき観測である。

(<https://obs.carnegiescience.edu/PAST/m31var>)

ハッブルはカリフォルニア州のウィルソン山に 1917 年に完成した口径 100 インチ (254 cm) の反射望遠鏡を使い、星雲の中にあるケフェウス型変光星の探索とその星雲の視線速度の観測を精力的に行った。近傍の銀河にあるケフェウス型変光星の変光周期と明るさから距離を求め、たとえば M 31 は 825,000 光年の距離にあることを示した（現在採用されている距離は約 250 万光年）。したがって、これらの星雲は直径およそ 10 万光年とされる天の川銀河からはるかに離れた位置にあることが明らかになった。ハッブルは 1929 年に星雲の距離と視線速度の関係を表す図 1.42 を発表した。この図には計 24 個の星雲のデータが示されているが、距離の推定にケフェウス型変光星のデータを使ったものは 6 個、星雲中の最も明るい星の見かけの等級と（推定された）絶対等級の関係を使ったものが 13 個、残りは星雲全体の絶対等級の推定値から求めたものである。

この図は遠方にある星雲ほど大きな速度で遠ざかっ

ていることを示すもので，“膨張宇宙”の発見と言える。図中の実線は個々の星雲の分布を直線で表したもので、膨張速度 v は 距離 d に比例している。その傾きを H_0 で表すと、

$$v = H_0 \times d$$

となる。この比例定数はハッブル定数と呼ばれている。1929年の図から求めた H_0 は 500 km/s/Mpc というものであった。仮に宇宙が一定の速さで膨張したとすると、 $d/v = 1/H_0$ は膨張に要した時間を表し、これを宇宙のハッブル年齢と呼んでいる。

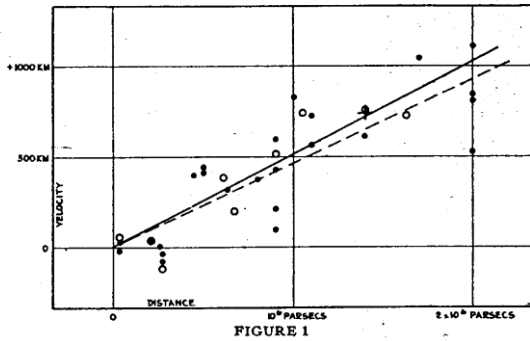


図 1.42 ハッブルが 1929 年に発表した銀河の視線速度（縦軸）と距離（横軸）の関係

H_0 が 500 km/s/Mpc である場合、宇宙の年齢は約 20 億年となる。一方で、1930 年ころには地質学的な研究から地球の年齢は 30 億年を超えるということが受け入れられていたので、矛盾があるとして問題となった。その後、色々なやり方でハッブル定数を決める試みが行われ、2020 年ころになると $70 \pm 5 \text{ km/s/Mpc}$ あたりが正しいとされている。その場合には宇宙の年齢は 140 億年程度となり、地球の年齢より若いという問題はなくなる。

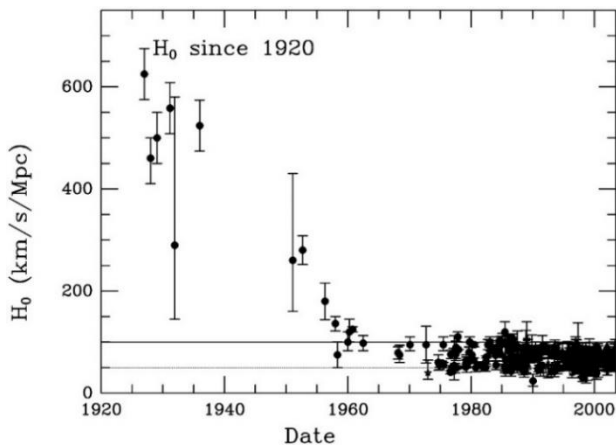


図 1.43 発表されたハッブル定数の値の経年変化 (Hubble 1929, Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America, Volume 15, Issue 3, pp. 168-173)

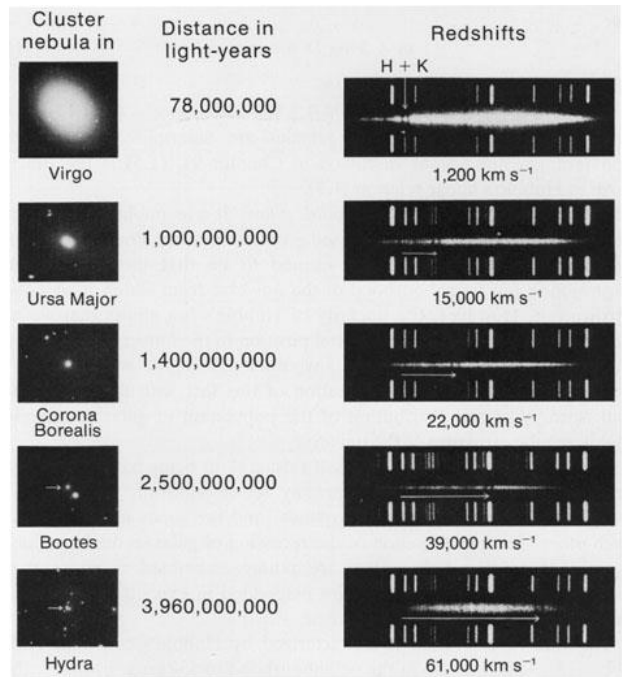


図 1.44 銀河の距離（単位 光年）と赤方偏移の関係 (<https://lweb.cfa.harvard.edu/~dfabricant/huchra/hubble/>)

【コラム 1.5】土星のリングの回転方向と回転速度

図 1.45 はすばる望遠鏡の高分散分光器（HDS）によって 2011 年 7 月 19 日に観測された土星のスペクトルである。左側に見える土星の像は分光器のスリットの反射光を記録したもので、分光器に入射する光はリングの長軸に沿っておかれたスリット（細いすきま）を通過して分光器に入る。

右側に長く伸びた水平方向の 3 本の帯は土星本体とリングから来た光のスペクトルであり、上と下の帯は左の写真に見えるリングの上と下の部分に対応したスペクトルで、右側が長い波長になっている。真ん中あたりに写っている黒くて太い斜めの線は土星本体（中央の太い帯）とリング（上下の帯）から反射された太陽の $H\alpha$ 線である。斜めになっているのは回転している部分で反射をおこすのでその部分の速度に応じてドップラー効果を受けているためである。本体部分の帯の中央は視線方向の速度成分が無いので、静止波長に対応している。土星とリングの表面で反射されるので自転運動の効果が 2 倍効くために傾きが大きくなっている。

さて、ドップラー効果は光源が観測者に向かう運動をしている場合は青い方へずれ、遠ざかる運動の場合には

逆に赤い方向へずれる。この写真の場合には上半分は観測者に向かう方向の運動を、下半分は遠ざかる方向の運動をしていることが分かる。このスペクトルから分かることは、

- 1) 土星の本体とリングは同じ方向に回転している。
- 2) 本体の両端で測った速度の差から、土星の本体の赤道の回転速度は秒速約 10 km である。
- 3) リングに見られる線の傾きから、本体と同じ方向に回転しているリングは内側ほど速い回転をしている。

リングの回転速度と土星中心からの距離の関係を調べると、ケプラーの第 3 法則（ケプラー回転）に従っている。つまり、土星のリングは 1 枚の固体の板ではなく小さい粒子の集合で、その一個一個の粒子に土星が及ぼす重力と遠心力が釣り合う運動をしていることが分かる。

これらの内 2) は土星本体に見られる模様の移動の様子から土星の自転周期を知り、土星本体の半径が分かれば計算から求めることができる。一方で、リングの回転に関する 1) と 3) は分光観測によって初めて知ることが出来た。地球から観測している限り、土星のリングには目立つと同時に永続的な模様が見えないからである。

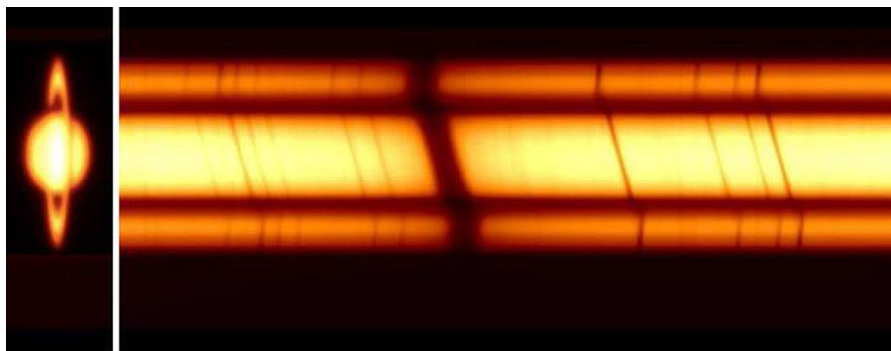


図 1.45 すばる望遠鏡による土星の高分散スペクトル

第2章 天体からのスペクトル

物質の粉末を燃やすと特有の色の光を発するという炎色反応の実験は、高校化学実験のなかでも印象的なものの一つであろう。元素の原子レベルでの構造が、特有の色を発する原因となる。天体からのスペクトルにも、元素のこの性質を反映して、様々な「模様」が現れる。この模様を分析して、直接さわることのできない天体の組成、温度、運動速度などの物理状態が手に取るように分かるのが、天体分光観測の醍醐味であろう。

2.1 ボーアの原子模型

2.1.1 典型的な恒星と星雲のスペクトル

図 2.1 は、典型的な恒星のスペクトルと星雲のスペクトルの例である。左側が短波長、右側が長波長となるように表示している。恒星では青から赤に渡ってどの波長も明るい、星雲では特定の波長のみが明るく見える。前者を連続スペクトル、後者を線スペクトルと呼ぶ。よく見ると、恒星の連続スペクトルの中にも暗い部分があり、それらと同じ波長で星雲のスペクトルに明るい線が見えている。いずれも、天体に含まれる水素による模様である。線スペクトルのうち、明るく見える場合を輝線、連続スペクトルの中に暗い線として見える場合を吸収線と呼ぶ。ここでは、線スペクトルについて、ボーアの原子模型を用いて説明する。

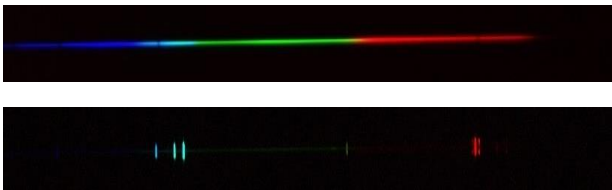


図 2.1 恒星レグルス（上）と、惑星状星雲の一つである NGC6543 キャッツアイ星雲（下）の可視光スペクトル（提供：井原市美星天文台）

2.1.2 水素原子のスペクトル

元素のうちで最も構造の単純なものは水素である。水素ガスを放電管で発光させ、その可視光のスペクトルを見ると、図 2.2 のようにいくつかの特定の波長が明るく見える、言い換えると輝線として見えている。

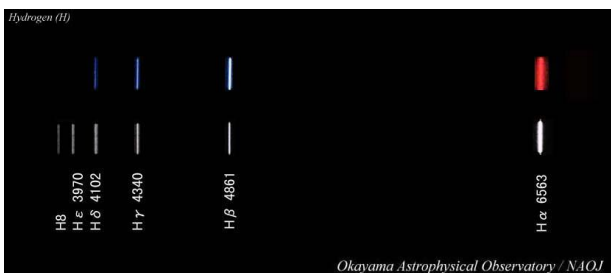


図 2.2 水素の可視光スペクトル（粟野他「宇宙スペクトル博物館」）

しかも、波長が短いほど隣同士の間隔が小さくなる。紫外線、赤外線に見られる同様の輝線も含め、水素原子の輝線の波長 λ は次のリュードベリの式で表される。

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{n'^2} - \frac{1}{n^2} \right) \quad (2.1)$$

ただし、 R はリュードベリ定数、 $n' = 1, 2, 3, \dots$
 $n = n' + 1, n' + 2, n' + 3, \dots$ である。

2.1.3 ボーアの量子条件

水素原子の輝線スペクトルに見られるパターン、すなわちリュードベリの式で表される性質は、ボーア (Niels Henrik David Bohr, 1885 - 1962) の原子模型で説明できる。もし、電子が原子核の周りを回っているなら、電子は電磁波を放出しながら (すなわちエネルギーを失いながら) 原子核に落ち込んでしまう。また、放出される電磁波の波長は連続的になるはずで、水素原子のスペクトルに見られるような線スペクトルにはならないはずである。そこで、ボーアは次の仮説を立てた。

- ① 原子内の電子のエネルギーは勝手な値を取るのではなく、その原子に特有なとびとびの値 $E_1, E_2, E_3, E_4, \dots, E_n, \dots$ のいずれかの値を取る。このような状態を定常状態と呼び、 E_1, E_2, \dots をエネルギー準位と呼ぶ。この定常状態においては、電子は古典力学の法則に従って運動する。
- ② 原子が 1 つの定常状態 E_n から別の定常状態 $E_{n'}$ に移るとき、光が放出あるいは吸収される。もし $E_n > E_{n'}$ ならエネルギー $h\nu = E_n - E_{n'}$ の光が放出される。逆に、 $E_n < E_{n'}$ ならエネルギー $h\nu = E_{n'} - E_n$ の光が吸収される。ただし h はプランク定数、 ν は光の振動数である。

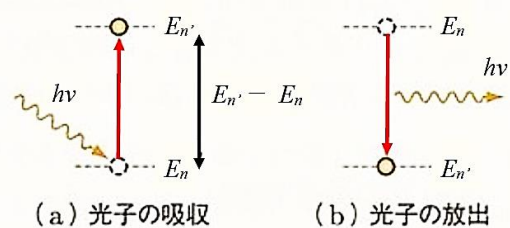


図 2.3 2 つの定常状態の間の電子の遷移による光の放射・吸収

また、定常状態のうち、エネルギーが最低の状態を『**基底状態**』、これより高いエネルギーの状態を『**励起状態**』とよぶ。

水素原子において、電子が陽子の周りを等速円運動すると仮定し、さらに電子の角運動量が h の整数倍になるとする『**量子条件**』を課することにより、水素原子のエネルギー準位が

$$E_n = -\frac{e^2}{8\pi\epsilon_0 a n^2} \quad (n = 1, 2, 3, \dots) \quad (2.2)$$

と求められる（詳しい求め方は量子論のテキストを参照）。ただし、 a はボーア半径で $a = \frac{\epsilon_0 h^2}{\pi m e^2}$ 、 m, e はそれぞれ電子の質量と電荷、 ϵ_0 は真空中の誘電率である。右辺のマイナス符号は、電子が陽子からの引力に束縛されていることを表し、 $n \rightarrow \infty$ で $E_n \rightarrow 0$ となる。

基底状態のエネルギーは、 $E_1 = -\frac{e^2}{8\pi\epsilon_0 a}$ である。また、

光速を c とすると、 $c = \nu\lambda$ であるから、 $h\nu = E_n - E_{n'}$ を書き直すと、リュードベリの式

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{n'^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

ただし、リュードベリ定数 $R = \frac{e^2}{8\pi h \epsilon_0 a c} = 1.097 \times 10^7 m^{-1}$

が導かれる。具体的に n と n' の値を入れると、水素原子の線スペクトルの波長が得られる。ここで、 $n' = 1$ と $n' = 2$ の場合が、それぞれ『**ライマン系列**』と『**バルマー系列**』である。

表 2.1 水素原子の線スペクトルの波長

n	n'	$\lambda(nm)$	線スペクトルでの呼び方
2	1	121.5	ライマン α
3	1	102.6	ライマン β
3	2	656.3	H α
4	2	486.2	H β
5	2	434.1	H γ

このような原子模型がボーアの『**前期量子論**』であり、最も単純な水素原子については実験値と一致しているが、電子の数が多い元素になると、本格的な『**量子力学**』による計算が必要となる。それでも、エネルギー準位とその間の電子の遷移によって線スペクトルが生じるという考え方はそのまま使われる。

図 2.5 は、定常状態とその間の遷移を別の表示方法で示した図である。 $n = 1$ が基底状態でエネルギーが最低の状態である。 $n = 2, 3, \dots$ は励起状態、 $n = \infty$ はエネルギー準位 E_n がゼロになるところで、電子がそれ以上のエネルギーを持つときは、原子に束縛されない自由電子としてふるまう。 n が有限のところでは、 E_n は負の値を持つ。ボーアの原子模型によってエネルギー準位が計算されるのは水素原子のような単純な場合に限られ、一般には、本格的な量子力学を用いた計算によって基底状態と励

起状態のエネルギー準位が計算されている。

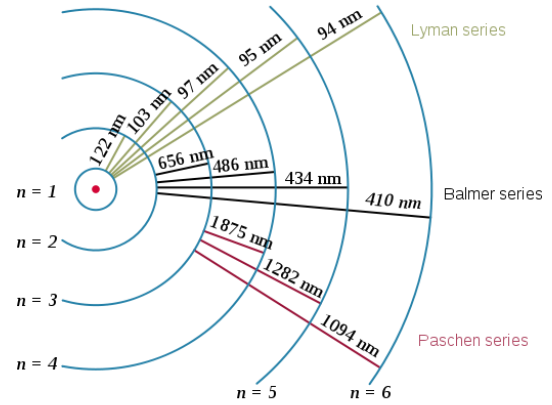


図 2.4 水素原子の電子の定常状態（Szdori 氏, OrangeDog 氏提供, ウィキペディアより）。青い円が電子の定常状態（あるいは軌道）を表す。 $n = 1$ が基底状態、それ以外の n は励起状態である。2つの定常状態を結んで描かれている直線は、それらの間の電子の遷移を表し、添えられた数値はその遷移に伴って放出あるいは吸収される光の波長である。

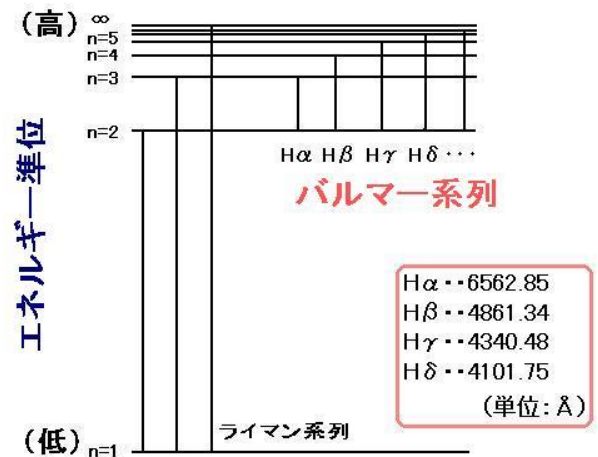


図 2.5 水素原子の定常状態を、縦軸をエネルギー準位の大きさとして直線で表した図。（国立天文台提供（「☆スペクトル物語☆～デジタルアトラス～」）。

そのエネルギー準位とその間の遷移を見やすい図で表したものが、エネルギー準位図（グロトリアン図と呼ばれる場合もある）である。図 2.5 は水素原子の例であるが、他の原子やイオンについても同様の図がしばしば使われる。

2.2 天体からのスペクトル

2.1.1 で紹介した天体のスペクトルについて、詳しく見ていくが、まず、キルヒホッフの法則についてまとめ、その後に輝線スペクトルが主に観測される天体、吸収線が主になる恒星を見ていく。

2.2.1 キルヒホッフの法則

第 1 章でも紹介されたように、2.1 で述べた光の放出

と吸収について、次の性質が重要である。図 2.6 を見ながら理解したい。

1. 高温の固体または液体は連続スペクトルを示す。
これは図2.6の(a)に対応する。不透明な固体の表面からの放射は、物質によらず、その表面温度に対応した黒体放射の連続スペクトルに似ている。
2. 高温で希薄なガスは輝線スペクトルを示し、異なった元素は異なった波長の輝線を放射する。 図 2.6の(c)に対応する。次節で紹介する星雲のスペクトルは、これが主になる。
3. 高温の物体から放射された連続光がより低温の希薄なガスの層を通過すると、その層に含まれる元素の種類に応じた波長に吸収線が形成される。 図2.6の(b)に対応する。後で紹介する恒星のスペクトルに見られる吸収線は、このメカニズムによる。

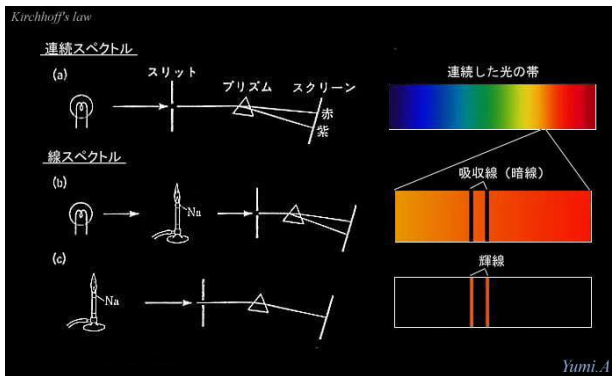


図 2.6 キルヒホッフの法則の概念図 (図 1.5 を再掲)

2.2.2 星雲の輝線スペクトル

まず、キルヒホッフの法則の性質 2 (図 2.6 の(c)) に対応する星雲のスペクトルを説明する。図 2.7 は、オリオン座の大星雲 M42 の中心部の画像とそのスペクトルである。スペクトル画像で、横向きに太い線として写っているのはスリット中央にある星雲中心の恒星の連続スペクトルで、縦向きに線が星雲のガスから放出されている輝線である。H α 、H β 、H γ は、水素原子が放出した光で、表 2.1、図 2.4、図 2.5 に示したバルマー系列の輝線である。また、ヘリウムの輝線が 501.6 ナノメートルに見える。M42 のスペクトルには、さらに窒素、酸素、硫黄の原子やイオンの輝線が見えているが、これらは非常に希薄な環境でしか現れない『禁制線』(後述)と呼ばれる輝線である。

ある定常状態から別の定常状態に移る場合、必ずしも光の放射・吸収を伴うわけではない。近くの自由電子や原子・イオンと衝突した場合に、それらからエネルギーをもらうことによって、エネルギー準位がより高い定常状態へ移ったり (衝突励起と呼ぶ)、逆に衝突時にエネルギーを衝突相手に与えて低いエネルギー準位の定常状

態へ移ったりする (衝突逆励起と呼ぶ) こともある。衝突励起、衝突逆励起では、光の放射・吸収は起こらない。

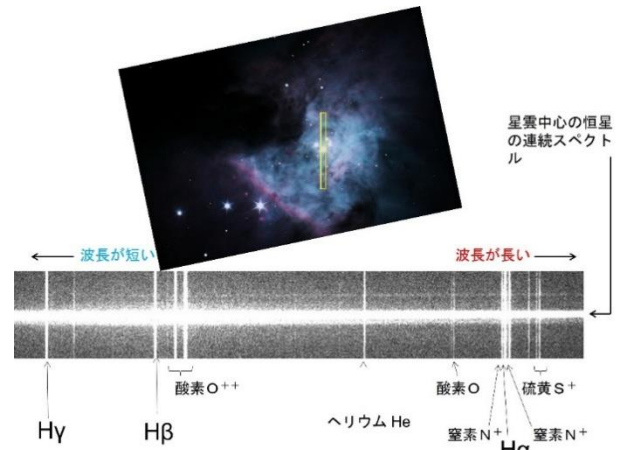


図 2.7 オリオン座の大星雲 M42 の中心部のスペクトル。上の写真の黄色の細長い長方形で囲まれた部分 (スリット) からの光を分光器でスペクトルに分けた画像が下の写真で、スペクトル画像の上下方向はスリットの長手方向の光源の分布に対応し、横方向が波長で分けた光の分布 (右が波長が長くなる向き) である。なお図では [O III] を O^{++} と表記している。(井原市美星天文台提供)

水素原子以外の原子・イオンでは、一般に定常状態・エネルギー準位の分布は複雑になる。定常状態間の遷移についても量子力学的な選択則があり、選択則に従わない遷移は禁止される。しかし、禁止されていても非常に小さい確率で遷移が起こって光が放出される場合があり、その遷移による輝線は『禁制線』と呼ばれる。

例えば、図 2.7 の H β 輝線のすぐ右側に見られる酸素 [O III] の 495.9 nm、500.7 nm の輝線 (第 1 章で紹介した通り、昔は「星雲線」と呼ばれた) は、基底状態とそれより少しエネルギーが高いが基底状態との間の遷移が禁止されているような励起状態 (準安定準位と呼ばれる) から基底状態への遷移で起こる。このような遷移は、密度が高いところでは衝突逆励起が効くために起こらない。M42 のような星雲では電子の密度が $10^3 \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ 程度で、我々の身の回りの空気の分子密度より 16 桁も小さく、衝突逆励起が効かないために、準安定準位から基底状態への遷移による光の放射が起こりやすい。図 2.6 の窒素、酸素、硫黄の輝線は全てこれと同様の「禁制線」である。準安定準位へは基底状態から衝突励起で遷移する。

禁制線に対して、H α 、H β のような禁止されていない遷移による輝線は『許容線』と呼ばれる。M42 のような高温の恒星 (スペクトル型が O や B) に付随する星雲 (星雲内の水素が電離しているので「H II 領域」と呼ばれる) や、惑星状星雲のような高温の中心星を囲む星雲の場合は、高温の恒星や中心星から高エネルギーの紫外線が放射されている。その中で 91.2 nm より短い波長の光子は 13.6 eV (これは水素原子の基底状態のエネルギー準位 E_1 と絶対値が等しい。水素原子の電離ポテンシャルとも

いう) より高いエネルギーを持つ。そのような紫外線光子は水素原子の基底状態にある電子に吸収されて、電子を水素原子から飛び出させて自由電子にするだけでなく、元の光子のエネルギーから 13.6 eV を差し引いた残りのエネルギーが、自由電子の運動エネルギーになる。電子が原子やイオンから剥ぎ取られる現象を「電離 (ionization)」とよぶが、特にこのような光子によって電離される場合を「光電離 (photoionization)」と呼ぶ。

逆に、自由電子が陽子や正イオンに捉えられ、結合することもある。これを「再結合 (recombination)」と呼ぶ。その際、電子は、直に基底状態へ収まるよりも、図 2.5 のエネルギー準位の段を何ステップかに分けて、大きな n から小さな n へと落ちていきながら基底状態へ向かう。そのステップのたびに、エネルギー準位差に応じた光が放射される。その途中で、 $n = 3$ から $n = 2$ に移ることがあれば、 $H\alpha$ 輝線が放射され、 $n = 4$ から $n = 2$ に移ることがあれば、 $H\beta$ 輝線が放射される。H II 領域や惑星状星雲のバルマー線などの許容線は、再結合に伴って放射されるため、これらの輝線は「再結合線」と呼ばれる。

水素以外の元素でも、同様に「光電離」、「再結合」が起こる。多数の電子を持つ原子・イオンでは、通常、最外殻電子が遷移に関わる。許容線は、再結合の他に、衝突励起に伴って生じる場合もあり、超新星残骸の $H\alpha$ 輝線などがある。ただし、かに星雲 M1 のように、中心部のシンクロトロン放射^{*1}が星雲を光電離している場合もある。

2.2.3 恒星のスペクトル

次に、恒星のスペクトルを説明するが、その前にキルヒホッフの法則の性質 1 (図 2.6 の(a)) に対応する連続スペクトルを説明しておく。

入射する電磁波をすべての波長にわたって完全に吸収し、また自らも電磁波を放射できる仮想的な物体を「黒体」と呼ぶ。黒体からは、その温度で決まる放射、「黒体放射」が出ており、そのエネルギー分布はプランクの法則で表される。すなわち、絶対温度 T (K) の黒体から単位面積を通して単位時間、単位立体角、単位波長あたりの放射はプランク関数と呼ばれる次式で表される。

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{kT/\lambda} - 1} \quad (2.3)$$

ただし、 h はプランク定数、 c は光速、 λ は波長、 k はボルツマン定数である。この値は、 $\lambda_{max} = \frac{2.8978 \times 10^{-3}}{T}$ (m)

で最大となる。これをウィーンの変位則と呼ぶ。

もし、恒星が黒体であれば、その連続スペクトルはプランク関数になるが、実際の恒星は黒体ではないガスの塊であり、電磁波を完全に吸収する表面に覆われてはいない。しかし、2.2.2 で扱った星雲に比べると、表面の近く (天体のサイズに比べて) で十分不透明になる。この表面近くで吸収線が生じる恒星の表面近くのガスを恒星の「大気」と呼ぶ。大雑把には、黒体放射を出す光源を大気を取り囲んでいるイメージで、ここではキルヒホ

ッフの法則の 3、あるいは図 2.6(b) によって、恒星の吸収線を理解しておく。すなわち、高温の恒星内部から放射された連続光が、より低温の恒星大気を通過するときに吸収線が形成されるという考え方である。

より正確には、恒星大気の放射輸達の式を用いて議論する必要がある。そこでは、観測される星の表面は主に大気のある深さの部分であり、吸収線の内側の波長のところは、吸収線の外側の波長に比べて、星の表面のより浅い (従って低温で暗い) 部分が見えていると理解される。

さて、図 2.1 において、下の星雲で輝線として見えていた水素のバルマー線が、上の恒星のスペクトルでは吸収線として見えている。バルマー線の吸収線は $n = 2$ の励起状態にある水素原子が光を吸収して生じる。星雲では密度が十分低いために、ほとんどの水素原子は基底状態にあるが、恒星大気は星雲に比べて密度が高く、励起状態にある原子の割合が多くなり、それは大気温度に依存するため、恒星の表面温度によっては $n = 2$ の励起状態の水素原子の割合が多くなって、バルマー線の吸収線が目立つようになる。

他の元素の原子・イオンでも同様であり、吸収線の強さは、元素組成、大気温度、密度を反映するので、吸収線スペクトルは恒星の物理量を調べるための重要なツールとなる。

2.2.4 ドップラー効果を用いた天体の運動の観測

天体が視線方向に運動している場合、その様子がスペクトルに現れる。天体やその一部が、視線速度 v で運動しているとき (観測者から遠ざかる向きを + とする)、本来の波長 λ_0 の吸収線または輝線が波長 λ で観測されるとすると、

$$\frac{v}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (\text{ただし、} c \text{ は光の速度で } v \ll c) \quad (2.4)$$

であり、光のドップラー効果と呼ばれる。 $\lambda - \lambda_0$ が波長のズレの大きさである。例えば、ある天体の $H\alpha$ 輝線 (波長 $\lambda_0 = 656.3$ nm) の観測された波長 λ が 658.7 nm であったとすると、 $\lambda - \lambda_0 = 2.4$ nm であるから $c = 3.0 \times 10^6$ km/s として $v = 1100$ km/s と求められる。符号はプラスであるから観測者から遠ざかる向きである。ドップラー効果を用いた天体の視線速度の観測は、太陽系内の小天体の運動、恒星 (特に連星を構成する星) の運動、新星・超新星の爆発の様子、遠方の銀河の運動など、その応用範囲は広い。

新星・超新星で、PCyg 型輪郭 (61,62 ページ参照) が見られる場合、波長が短い側の吸収線の波長のズレの大きさから、爆発の膨張速度が推定できる。また、銀河のスペクトル観測では、銀河までの距離と観測される銀河の速度が比例関係にあるというハッブルの法則を観測的に確認することができる (厳密には、ドップラー効果というよりは一般相対論による空間膨張の効果である)。

*1 光速に近い速度の荷電粒子 (主に電子) が磁力線の周りを円運動しながら進むときに放出される電磁波。

【コラム 2.1】ゼーマン効果

図 2.8 と図 2.9 を見て欲しい。これらは、同じ日に京都大学花山天文台のシーロスタット高分散分光器で撮影した太陽の高分散のスペクトル画像である。

図 2.8 は高分散分光で得られた太陽の静穏領域での中性鉄線のスペクトル（横軸が波長，縦軸はスリット長）で，図 2.9 は同じ線の黒点（中央より少し上部にある波長方向の太い黒帯）での様子を示している。中央にある太い 2 本は中性鉄の吸収線（左側が Fe I 6301.508 Å 線，右が Fe I 6302.499 Å 線）で，それぞれの右側にある細かいシャープな線は地球大気の酸素分子の吸収線である。図 2.9 では中性鉄線が黒点で 3 本に分岐しているのが分かる。

図 2.9 のように吸収線が分岐してみえるのは何故だろうか。1896 年，ピーター・ゼーマン (Pieter Zeeman, 1865–1943) はナトリウムの D 線が磁場中では数本に分かれて見えることを発見した。このように磁場中で線スペクトルが分岐する現象を『ゼーマン効果』という。

さて，黒点の磁場測定には，吸収線のゼーマン効果（逆ゼーマン効果）による分岐量を用いる。原子内にある電子のエネルギー準位は通常，縮退（電子が異なる量子状態にあっても，そのエネルギーが等しいため区別できない量子状態を『縮退』しているという）して一つの準位にあるが，磁界の中では，縮退が解け準位は 3 つ以上に分裂する。すると線スペクトルはそれに応じた数の線になり，線の間隔は磁場の強度に比例する。この分裂した線の間隔幅をゼーマン分岐量とよぶ。

ゼーマン分岐量が分光器の分解能以下の場合，分岐はみえず線幅が太くみえることになる。ゼーマン分岐量を $\delta\lambda$ (Å 単位) とし，磁場強度を $\langle B \rangle$ (ガウス単位， 10^4 ガウス = 1 テスラで，ガウスは磁束密度の単位である。) とすると (2.5) 式の様に見える。

$$\delta\lambda = g \lambda_z \langle B \rangle \quad (2.5)$$

ここで， g は有効ランデ因子 (Fe I 6302.499 Å 線 の場合は 2.487，Fe I 6301.508 Å 線 では 1.669 である (<http://vald.astro.uu.se>)。この値が大きいくほど磁場の影響を受けやすくなる。) $\lambda_z = 4.67 \times 10^{-13} \times \lambda_0^2$ で， λ_0 はゼーマン分岐をしたスペクトル線の中心波長を表す (花岡他 2009)。

図 2 の黒点では，ゼーマン分岐量は 0.1 \AA で磁場強度 $\langle B \rangle$ は 2.2 キロガウスと求められた (花岡他 2009)。太陽黒点や一部の磁気特異星の磁場の強さはせいぜい数千キロガウスなので低分散分光器ではゼーマン分岐は確認出来ないといえる。

分岐した吸収線は磁場の方向との関係で円偏光もしくは直線偏光として観測される。吸収線の場合は，磁場の垂直方向から見ると 2 本の成分が見え，互いに逆向きの円偏光をしている。1/4 波長板で直線偏光に変換し，その方向を偏光板で測定すると磁場の方向つまり，極性が分かるのである (桜井他 2011, 西村他 2017)。

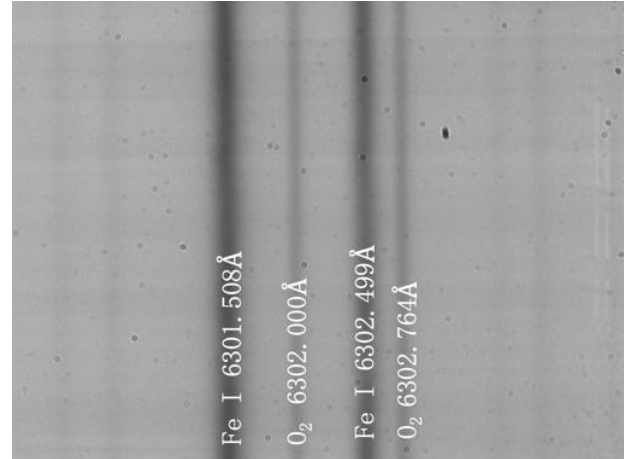


図 2.8 太陽の静穏領域での中性鉄線 京都府立洛東高校撮影

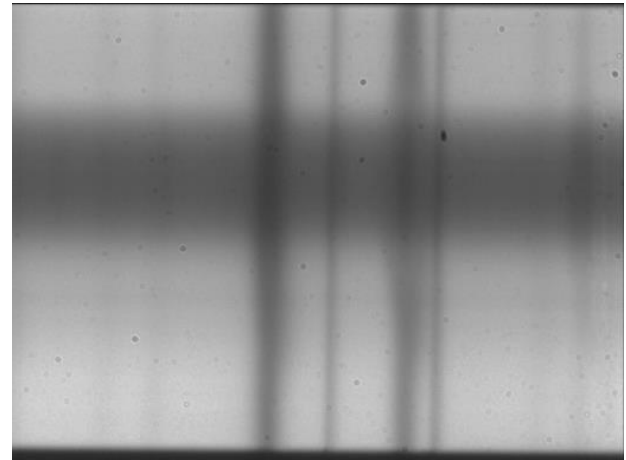


図 2.9 黒点を含む領域でのスペクトル 図 2.8 とほぼ同じ波長域 京都府立洛東高校撮影

【コラム 2.2】シュタルク効果による吸収線の広がり

前出のゼーマン効果は、太陽黒点のように強力な磁場が存在する場所では磁場内の原子のエネルギー順位が分裂し、その結果スペクトル線が分裂する現象であった。一方、シュタルク効果は 1913 年にドイツの物理学者ヨハネス・シュタルク (Johannes Stark 1874–1957 図 2.10 左) によって発見された現象で、電場の作用によってスペクトル線が分裂する現象である。

ところで、恒星の大気内には自由電子が多数存在する。そのため、電気伝導度が高くなり (導体内部に電場が存在しないのと同じ理由で)、太陽黒点の磁場のような空間的に比較的一様な電場があるとは考えにくい。それでは、どのようにしてシュタルク効果が生じるのであろうか? それは、スペクトル線を吸収・発光する原子の近傍に存在する自由電子等の荷電粒子の電場によるシュタルク効果である。

したがって、恒星でのシュタルク効果は、注目している原子のどの程度近くにどれくらい多数の荷電粒子が存在するかによって効果の大きさが変わるため、スペクトル線の「分裂」ではなく「線幅の広がり」として観測される。さらに、荷電粒子の密度が高くなるほどシュタルク効果は強く効くので、巨星より主系列星の方がシュタルク効果は強く表れる、つまり線幅が広くなることになる (図 2.11)。

実は、この現象は第 1 章で紹介されたハーバード大学天文台での恒星の分光分類の時代から知られていた。ピッカリングのもとでフレミング達と一緒に恒星の分光分類に携わっていたアントニア・モーリー (Antonia Caetana de Paiva Maury, 1866–1952 図 2.10 右) は、フレミングによって同じ分光型に分類された恒星でも吸収線の幅に違いがあることに気づき、吸収線の幅によって a, b, c のサブクラスに分類していた。

現代の視点から見るとモーリーの a 特性は晩期型の主系列星, b 特性は早期型の主系列星であり, c 特性は後年ヘルツシュプリングによって超巨星であると認められた。このようなサブクラスの提唱は後のモーガンによる 2 次元分類につながる先駆的な業績であった。



図 2.10 左 ヨハネス・シュタルク 右 アントニア・モーリー

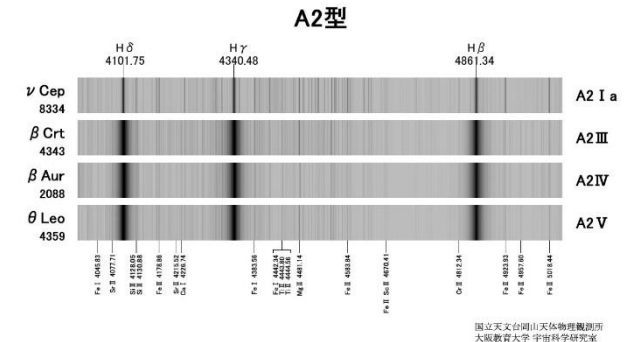


図 2.11 同じスペクトル型の恒星でも超巨星→巨星→準巨星→矮星 (主系列星) となるにしたがってシュタルク効果がより強く効き、線幅が広がっている。(大阪教育大学提供)

第3章 分光器の原理

第3章では、プリズム、回折格子による分光の原理を説明し、透過型回折格子だけの簡易分光器を紹介する。その後、スリット、コリメーターレンズ、結像レンズがついた本格的な分光器を説明し、実際に天体観測を行う際はスリットビューワーがあると非常に便利なことも紹介する。

3.1 プリズム・回折格子による分光の原理

分光器ではスペクトルを得るために「分光素子」と呼ばれる部品が使われる。ここでは、まず代表的な分光素子として「プリズム」と「回折格子（グレーティング）」の分光の原理を説明する。そして、両者の利点をあわせ持った「グリズム」についても紹介する。

3.1.1 プリズム

図3.1のように透明なガラスでできた三角柱の形状の分光素子をプリズムという。第1章でも紹介されたが、ニュートンは太陽光をプリズムで分光し白色光が虹色のスペクトルに分解されることを発見した。なお、プリズムの場合、もとの光線に対して一つのスペクトルが得られるので、明るいスペクトルとなる。

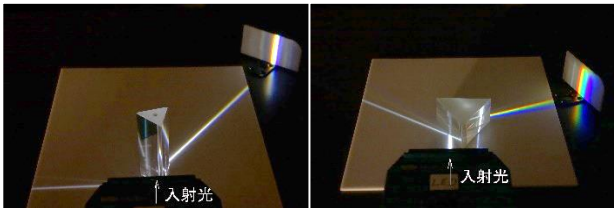


図3.1 最小偏角におけるスペクトルの位置
左：屈折率〔小〕 右：屈折率〔大〕

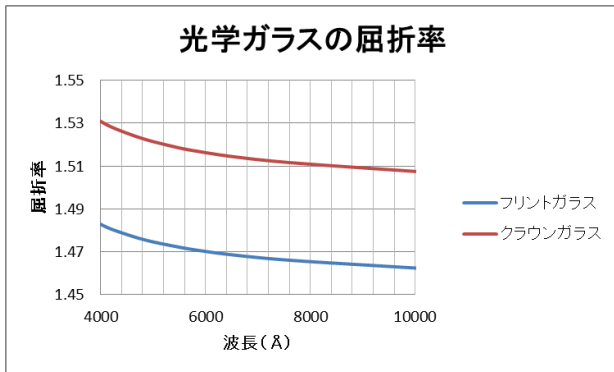


図3.2 代表的光学ガラスの屈折率の波長による変化

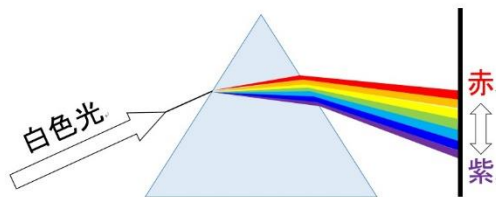


図3.3 プリズムによる分光の原理

プリズムで光が分光されるのは、光の屈折率はその波長によって異なるためである。この性質を『分散』と呼ぶ。図3.2はプリズムやレンズによく用いられる「クラウンガラス」と「フリントガラス」（このようにプリズムやレンズに用いられるガラスを「光学ガラス」という）の屈折率が波長によってどのように変化するかを示した図である。図より波長が短くなるほど屈折率が大きくなるのがわかる。

したがって、図3.3のようにプリズムのある面に対して斜めに入射した白色光の光線は、波長が短くなるほど強く屈折し、波長によって光線の屈折方向が変化するため、スペクトルに分解されることになる。これがプリズムによる分光の原理である。図3.1でもわかるように、屈折率が大きい方が入射光に対して大きく曲がり、得られるスペクトルも幅が広がることが分かる。



図3.4 望遠鏡の対物レンズの外側に取り付ける「タカハシ FC50 用対物プリズム」



図3.5 現在でも高校などの物理実験で用いられているプリズム式分光器

第1章で紹介されたセッキやハギンスが活躍した天体分光学の黎明期には、プリズムを用いた分光器が使用されていた。ハーバード大学で行われた恒星の分光分類でも、望遠鏡の対物レンズの外側にプリズムを取りつけた

「対物プリズム」(図 3.4) で恒星からの光を分光していた。また、現代でも、高校などの物理実験では、図 3.5 のようなプリズム式分光器が用いられている。

しかし、プリズムを用いた分光では、図 3.2 のように分散が簡単な波長の関数で表せないため、観測で得られたスペクトルに波長付けを行う際に困難が生じる。また、スペクトルを詳細に分析するには分散を大きくする必要があり、そのためには多数のプリズムを組み合わせた複雑な分光器を製作せねばならないという問題も生じる。そこで、これらの問題を解決するため、『回折格子(グレーティング)』を用いた分光器が開発された。

3.1.2 回折格子(グレーティング)

回折格子とは、図 3.6 (a) のように平面ガラスの片面に、1 ミリあたり数百～数千本もの平行な直線状の溝を切った部品で、回折した光が干渉することによってスペクトルを得る分光素子である。現在では曲面上に溝をつけた回折格子も製作されているが、ここでは簡単のために平面回折格子だけを扱う。このとき、溝をつけた面の裏側から光を入射させる回折格子を『透過型回折格子』、溝をつけた面にアルミメッキなどを施してそこに光を入射させて反射させる回折格子を『反射型回折格子』という。なお、回折格子を特徴づける定数は、回折格子の溝と溝の間隔 d だが、これを『格子定数』という。

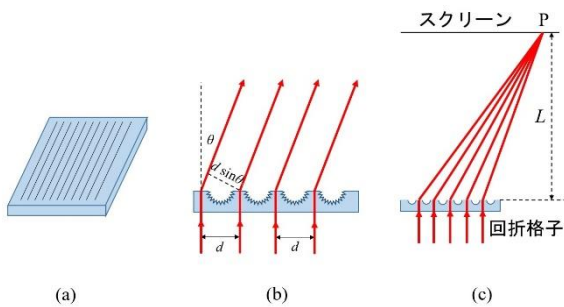


図 3.6 回折格子での分光の原理

ここでは、簡単のため透過型回折格子を用いて分光の原理を説明する。図 3.6 (b) のように、透過型回折格子に垂直に光が入射する場合を考える。まず、入射光がレーザー光線のように波長 λ の単色光であると仮定すると、透過後に

$$d \sin \theta = m \lambda \quad (m=0, 1, 2, \dots) \quad (3.1)$$

を満たす方向に回折した光は、光路差が波長の整数倍となるため、図 3.6 (c) のように、回折格子から距離 L の十分遠方に置かれたスクリーン上で強め合うことになる。ここで、 θ を回折角、 m を回折の次数という。

続いて、太陽光のような白色光が入射する場合を考える。すると、回折の次数を $m=1$ と仮定すれば、

$$\theta = \sin^{-1}(\lambda/d) \quad (3.2)$$

の方向に回折した光は強め合うことになる。つまり、波長によって強め合う方向が変化することになる。これが、回折格子による分光の原理である。

ところで、上式で回折の次数 m を考慮すると、

$$\theta = \sin^{-1}(m\lambda/d) \quad (3.3)$$

となる。つまり、回折格子による分光では、図 3.7 のようにもとの光線に対して複数のスペクトルが得られることになる。このことから、一つのスペクトルはプリズムによるスペクトルと比べて「暗い」という欠点を持つ。

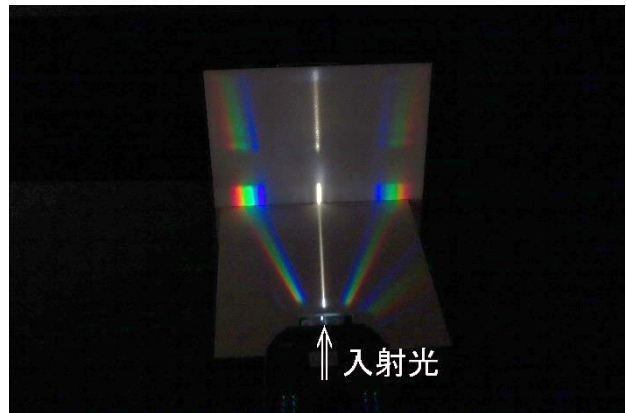


図 3.7 透過型回折格子(ブレード無し 600 本/mm) 回折格子による分光ではもとの光線に対して複数のスペクトルが得られる。

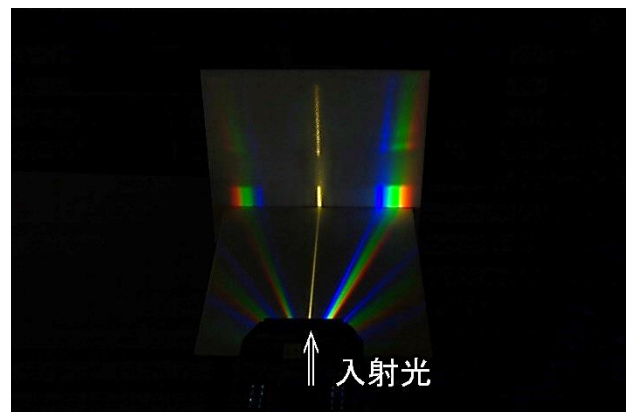
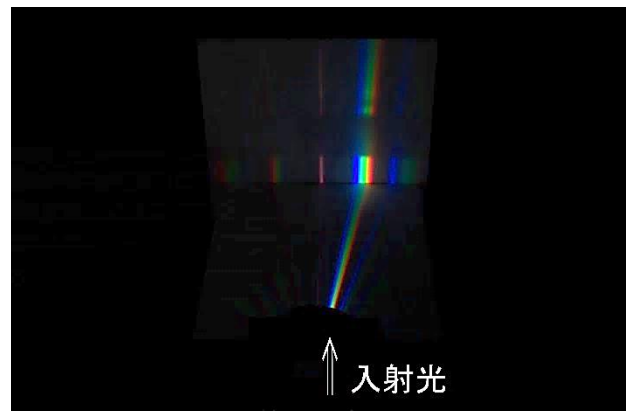


図 3.8 ブレードありの透過型回折格子(上: 300 本/mm 下: 600 本/mm) 格子定数 d が小さいほど分散が大きくなる。

一方、得られるスペクトルの波長依存性はほぼ線形であり、解析に適した特徴を持つため現在では回折格子が分光素子の主流となっている。また、図 3.8, 3.9 のように回折格子の溝をブレードと呼ばれる階段形状にする

ことにより片側の特定の次数のスペクトルを明るくすることもできる。また、図 3.8 のように格子定数が小さいの方が分散が大きくなりスペクトルの波長分解能が大きくなる。

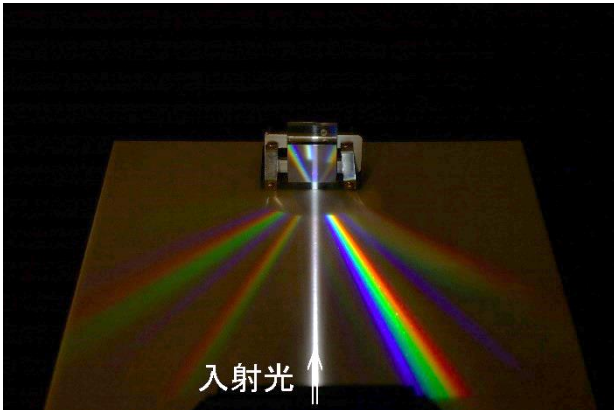


図 3.9 反射型回折格子（ブレードあり 600 本/mm）

ところで、分光器の『波長分解能』を表す指標に R (Resolving power) があり、 $R = \lambda/\Delta\lambda$ と定義されている。回折格子の場合、その値は $R = mN$ (m : スペクトルの次数、 N : 総溝数) となる。理論上間隔が $\Delta\lambda = \lambda/R$ だけ隔たったスペクトル線を分解することができる。したがって、高次スペクトルを用いると波長分解能が向上するが、他の次数のスペクトルと重なるという問題が生じる。例えば、(3.3) 式によれば回折の次数が $m=1$ で波長が $\lambda=800\text{nm}$ の光と $m=2$ で $\lambda=400\text{nm}$ の光の回折角 θ は完全に一致する。このように 1 次スペクトルでも長波長領域を使う場合は短波長の 2 次スペクトルが重なるので観測する波長付近の光のみを透過させるバンドパスフィルターが必要となる。具体的には、表紙・裏表紙の太陽スペクトル写真の場合、700nm より長波長では R64 フィルターを使用し、図 3.24 の Ca II K 線の 4 次スペクトルでは Baader Planetarium 社の K-line filter を使用している。

3.1.3 グリズム

以上、プリズムと回折格子の分光の原理を説明した。しかし、両者とも入射光線に対してスペクトルの向きに傾きが生じてしまう。小型分光器の場合、望遠鏡の接眼部に分光器を接続することが多く、ここに光軸の曲りが生じることは剛性の確保などの点からも問題が生じる。そこで、プリズムで光を適度に屈折させ、回折格子で逆方向に回折させた光によるスペクトルを使うと、全体として光路が直線になり、使いやすい分光器となる。このような目的でプリズムと回折格子を組み合わせた分光素子を『グリズム』(グレーティング+プリズム)と言う。

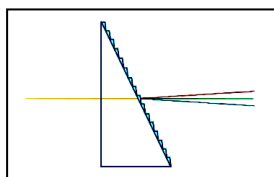


図 3.10 グリズム

市販の小型分光器 VEGA (昭和機械製作所製) や Alpy600 (shelyak 社製) などはグリズムを分光素子として利用することにより、分光器の小型化、光路の直線化に成功している。

3.2 分光器の構造

最近、透過型回折格子を天体望遠鏡の焦点面の直前に配置する形式の簡易分光器が入手できるようになった。これは CCD カメラの 31.7mm の入射口にねじ込み式で取り付けるもので、非常に簡単に恒星のような点状の天体の分光観測を行うことができる。(図 3.11 では、この簡易分光器をレンズの前面に取り付け対物プリズムのようにして使用している。) 図 3.12 に観測例を示すが、この分光器には分光データ解析ソフトも附属しており、高校の天文部等を分光観測にいざなう非常に強力なツールとなっている。



図 3.11 透過型回折格子による簡易分光器の写真。この例では簡易分光器をレンズの前面に取り付け対物プリズムのようにして使用している。(五藤テレスコープ SA100)

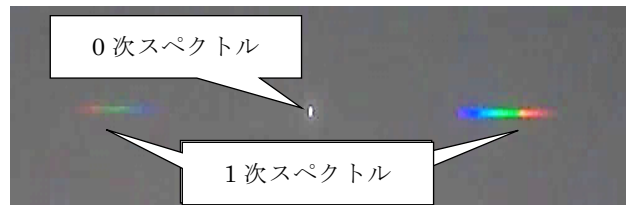


図 3.12 簡易分光器による観測例。中央の輝点が 0 次スペクトル(つまり恒星像)、左右の虹が 1 次スペクトル。

この形式の簡易分光器は、構造が単純で取付けてすぐ観測できるという利点があるが、分散が小さくスペクトルを詳細に分析することが困難なこと、点状ではなく広がりを持った天体の場合スペクトルの分解能が低下するといった弱点がある。

そこで、ここではスリット、コリメーターレンズ、結像レンズがついた本格的分光器の構造を紹介し、スリットビューアがあると観測を行う際に非常に便利であることも紹介する。

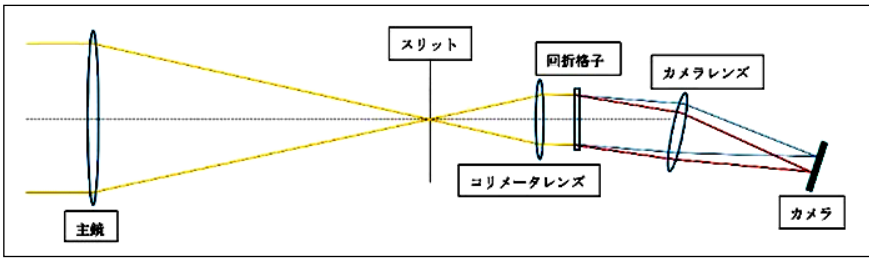


図 3.13 本格的分光器の光路図

図 3.13 に本格的分光器の光路図を、図 3.14 に本格的分光器の内部構造の写真を示す。本格的分光器では、望遠鏡の焦点面に細長い短冊状の入射窓を設置し、ここから入射した光だけを分光器に導入する。これは、太陽や星雲など点状でない天体の場合、天体のどの部分の光を観測したかを明確にするためである。この細長い短冊状の入射窓のことを『スリット』と言う。第 1 章でも紹介されたが、天体分光観測にスリットを用いたのはフラウンホーファーが最初とされている。

スリットから入射した光を図 3.13 の第 1 レンズで平行光線にする。この第 1 レンズのことを『コリメーターレンズ』という。次に、コリメーターレンズで平行光線となった光を回折格子 (図 3.13 の場合は透過型回折格子) に入射させ、回折させる。そして、回折光を第 2 レンズに通す。すると、第 2 レンズの焦点面にはスリットの像ができることになる。そのため、この第 2 レンズのことを「カメラレンズ」あるいは『結像レンズ』という。一方、回折格子では波長によって回折光が強め合う方向が変化する。したがって、結像レンズの焦点面には波長ごとのスリット画像が出来あがることになる。これが天体からの光のスペクトル画像である。

スリットを設ける理由は、広がりを持った天体のどの部分の光を観測したか明確にするためである。ということは、スリットが天体のどの部分にあっているか確認するためのモニターが必要となる。それが『スリットビューワー』である。図 3.15 に昭和機械製作所製分光器 VEGA のスリットビューワーを、図 3.16 にスリットビューワーから見たスリット画像を示す。スリットビューワーでは、スリットを含む面を対物レンズの光軸に対し 45° 傾け、スリットの入射光側を鏡にして、光路を 90° 折り曲げ、スリット面をモニターするカメラを取り付ける。スリットビューワーがないと、天体の興味ある部分にスリットを当てるのが非常に困難となるため、普通の分光器には必ずスリットビューワーがついている。

しかし、スリットビューワーの工作が天体観測用分光器自作の障害となっていることは否定できない。そこで、米子高専科学部は【コラム 3.2】のように分光器の機構を工夫することによりスリットビューワー自作の困難さを大幅に軽減した。

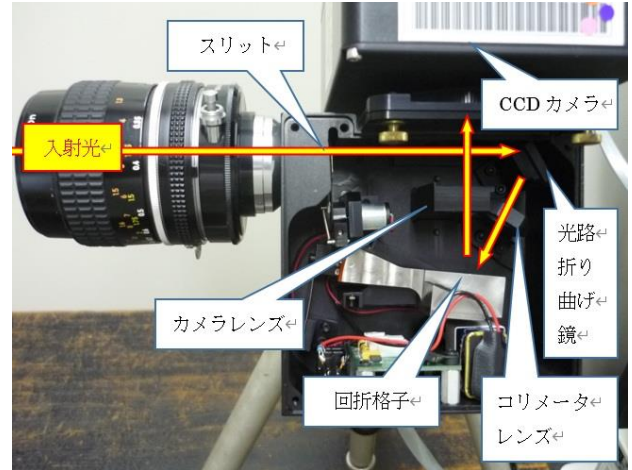


図 3.14 SBIG 社製分光器 DSS-7 の内部構造

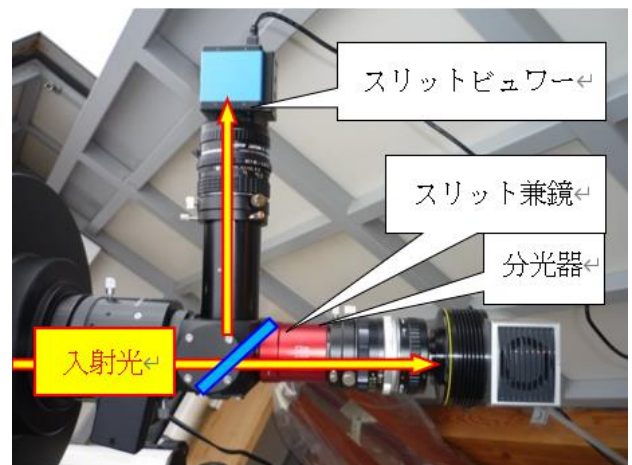


図 3.15 分光器のスリットビューワー

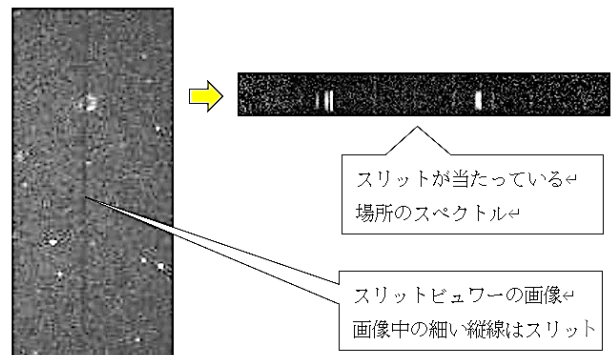


図 3.16 スリットビューワーから見た「こと座のリング星雲 M57」のスリット画像 (左) とそのスペクトル (右)

【コラム 3.1】 自作高分散分光器の紹介

図 3.17 のような太陽観測用高分散分光器を市販の部品と若干の工作により自作したのでここに紹介する。光量が十分にある太陽観測を念頭に置いたもので、その構造は図 3.18 のようになっている。最難関はスリットの工作で、図 3.19 のようにカッターナイフの刃を向かい

合わせに顕微鏡下で平行になるように接着した。太陽光にさらされることから放熱を考慮、アルミ板に耐熱性があるエポキシ接着剤で取り付けした。口径 76mm の主鏡を絞らず連続使用しても大丈夫である。できる限り細いスリットを目指したところ、スリット幅は顕微鏡の対物マイクロメータを使った測定で $6\mu\text{m}$ であった(図 3.20)。



図 3.17 観測の様子
旧乗鞍コロナ観測所
のテラスにて

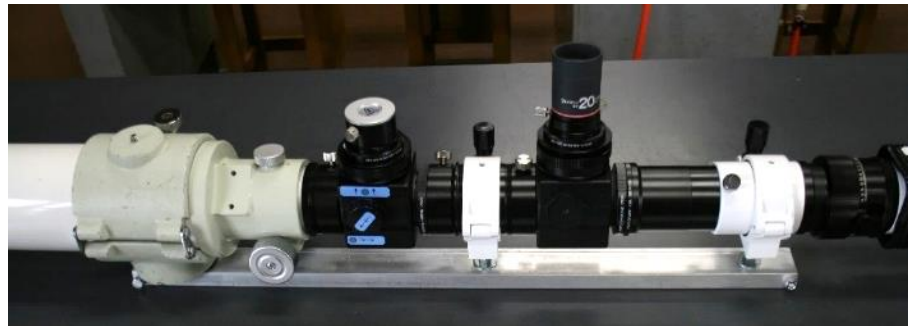
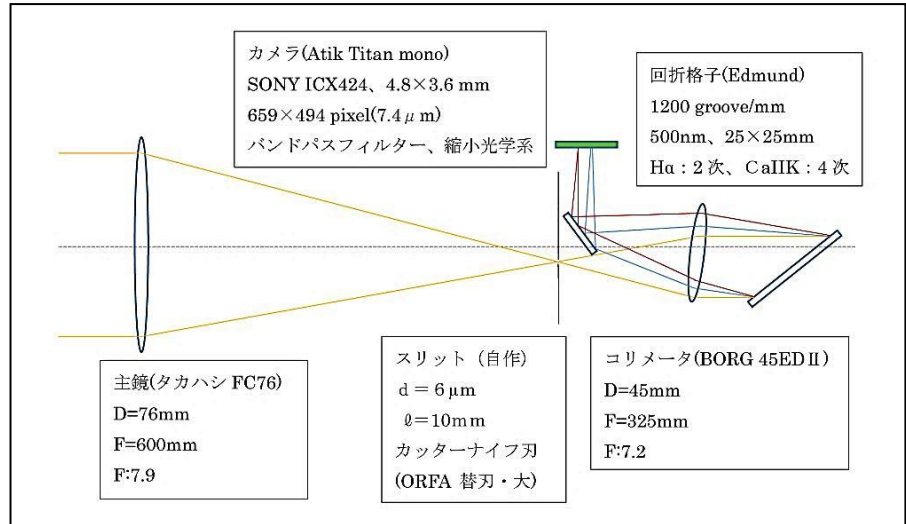


図 3.18 自作高分散分光器の構造と概観



図 3.19 自作スリット(左) 使用した大型カッターの
替え刃(右)

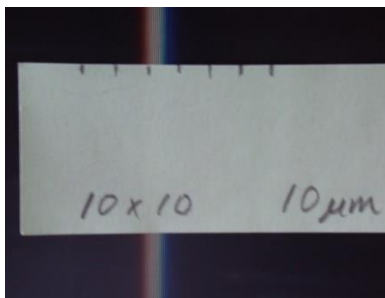


図 3.20 顕微鏡で見たスリットと対物マイクロメータ
の目盛り



図 3.21 直角プリズムと接眼部(左)
回折格子の回転機構(右)

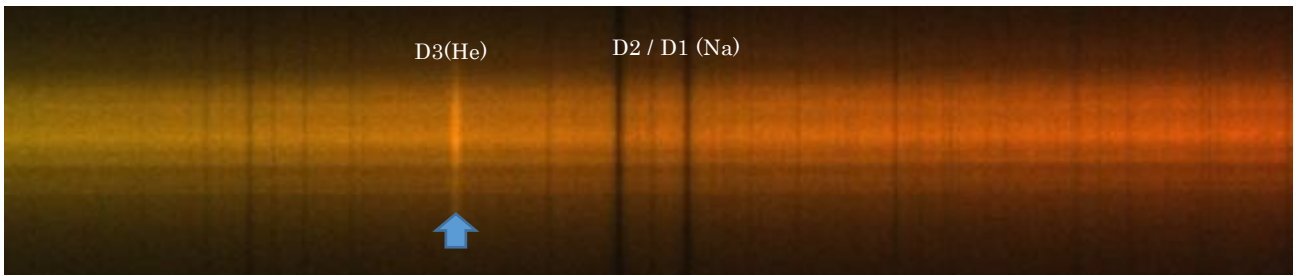


図 3.22 He (D3 587.6 nm) 輝線 (矢印)

コリメーターレンズとカメラレンズはリトロ式（入射光と回折光がほぼ同じ軸）の分光器としたため共用である。スリットの像がそのままのサイズでカメラセンサーに投影されるが、使用しているカメラのピクセルサイズが $7.4 \mu\text{m}$ とスリット幅とほぼ同じになっている。できればもう少し小さなセンサーが適切と思われる。図 3.21 は光路を直角に曲げる部分であるが、昔使っていたツァイスサイズの天頂プリズムの部品を使った。望遠鏡から分光器まで全長が 1.2m にもなり、その剛性を保つことが重要で特注の 60 cm 長のアリガタレールに組み立てている。それでも、強風時などはたわみによる影響があり観測に支障が出ることもある。

眼視で観察するときは 1 次のスペクトルを用いるが、明るすぎるため筒先に ND8 フィルターを装着する。図 3.21 のような回折格子を取りつけた回転ステージを動かすと見える波長が変わり、まるでスペクトルの絵巻物を見ているかのようなのである。

スリットを太陽リムに当て D 線 (Na 吸収線、 $589.0 / 589.6 \text{ nm}$) 付近を観察すると、 D_3 (ヘリウム輝線、 587.6 nm) を見ることができる (図 3.22)。ヘリウムの語源となったスペクトル線であり感慨深いものがある。(P.4 **【コラム 1.2】ヘリウムの発見参照**)

また、今まで多くの教え子たちにスペクトルを見せてきたが、A 線 (地球大気中の O_2 吸収線、 759.4 nm) が見えるといった生徒はひとりだけである。フラウンホーファーには見えたわけで特別なことだったことがうかがい知れる。表紙・裏表紙の "A High Resolution Solar Spectrum from 355 to 878 nm" は、この分光器により撮像したもので参考にされたい。

さらに物理量を求めるような観測では、モノクロ冷却 CCD カメラ (Atik Titan Mono) を使っている。また、波長分解能を上げるため高次スペクトルも用いている。その際、グレーティングをブレイズ角の向きに傾きを大きくしても反射面が階段の陰になってしまい高次スペクトルは見えない。そこで、グレーティングの傾きを逆にし、階段の蹴上部を反射面として使うことで高次にブレイズされたグレーティングとして使うことができる。

図 3.23 は $\text{H}\alpha$ (656.28 nm) の 2 次スペクトル、図 3.24 は Ca II K (393.37 nm) の 4 次スペクトル画像である。この分光器を用いて行った観測例は、第 5 章、第 6 章を参照されたい。

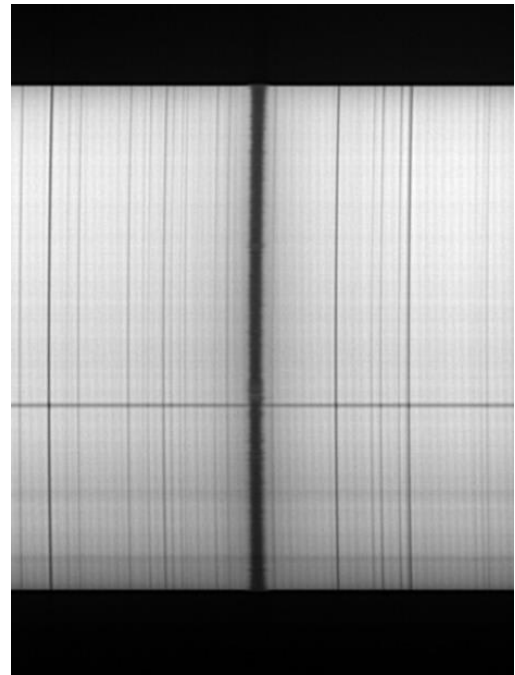


図 3.23 $\text{H}\alpha$ 656.28 nm 付近の画像 (2 次スペクトル)
中央下よりの黒い横線は黒点

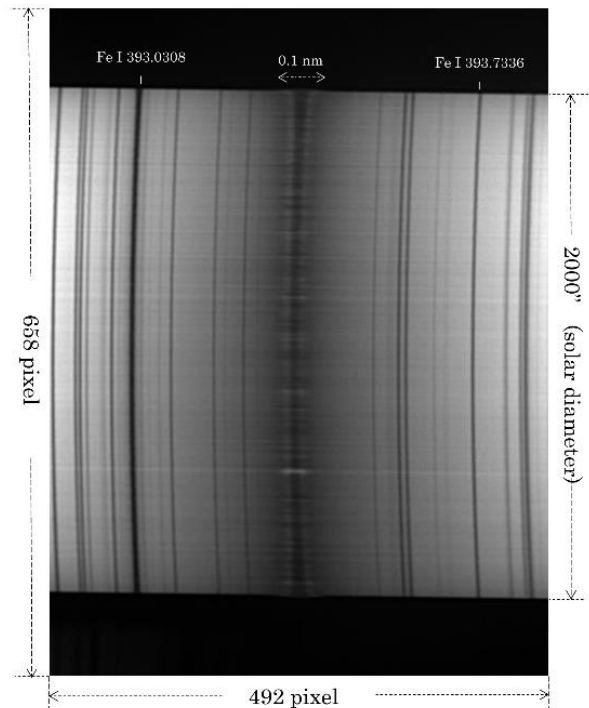


図 3.24 Ca II K 393.37 nm 付近の画像 (4 次スペクトル)
白い横線はブラージュ

【コラム 3.2】安価で自作しやすい低分散分光器の開発

図 3.25 のように、全国の公開天文台のうち分光器を保有している施設はわずか 2 割程度に留まっている。その原因は分光器が小型のものでも約 150 万円と高価なため、公開天文台の定常予算では購入不可能ということにあると考えられる。そこで、米子高専科学部は図 3.26 の要件を満たす、簡単な構造だが物理観測も可能な天体観測用分光器を開発した(図 3.27)。

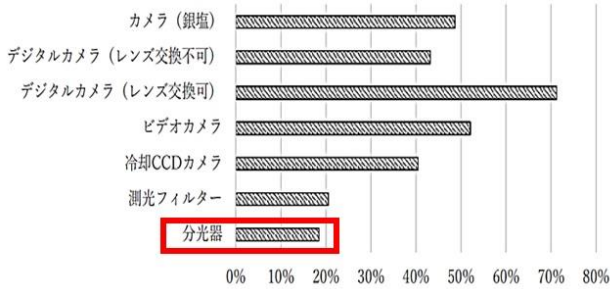


図 3.25 公開天文台の分光器保有率 (公開天文台白書 2018)

開発する分光器の要件

- ・ **低分散分光器:** 可視光線領域(4,000~8,000 Å)のスペクトルが一度に撮像できる
- ・ **高い分解能:** ナトリウムのD線が分離できる ($R \geq 1,000$)
- ・ **スリットビューワ:** 容易に自作できるスリットビューワ
- ・ **容易に自作可能:** 既製の接続リング等多用し、工作を最小限にとどめ、安価かつ簡単に製作できる
- ・ **波長校正ユニット:** 波長校正が簡単にできる波長校正ユニットを備える

図 3.26 分光器の開発要件



図 3.27 米子高専科学部が開発した低分散分光器

天体観測用分光器には天体のどの部分の光がスリットから入射しているか確認する「スリットビューワ」と呼ばれる機構が必要である。しかし、それが分光器自作のハードルを高くしていると考えられた。そこで図 3.28, 3.29 のような機構を採用してこのハードルをクリアした。つまり、回折格子の傾きをモーターと電子回路によって制御して 1 次と 0 次のスペクトルを正確に切換えられ

るようにし、1 台のカメラでスペクトル撮像だけではなくスリットビューワの役割も担えるよう工夫した。

本分光器の回折格子

回折格子	諸元
格子定数	d = 1/600 mm
ブレース角	13°
製造元	エドモンドオプティクス

Vixen フリップミラーを改造して回折格子格納部とした。

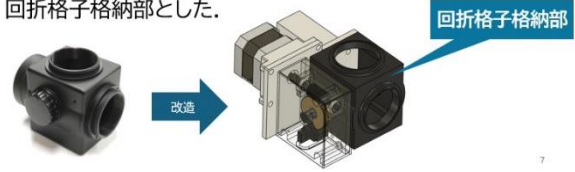


図 3.28 フリップミラーを回折格子格納部とした

本分光器には電子回路を使用

- ・ 回折格子の角度は、ステッピングモータを回転させることによって精度良く変更可能とした。
- ・ ステッピングモータはPCから電子回路を経由して制御
→PCから操作できる
→遠隔観測に対応できる可能性

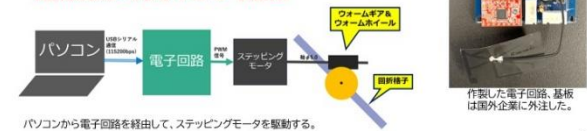
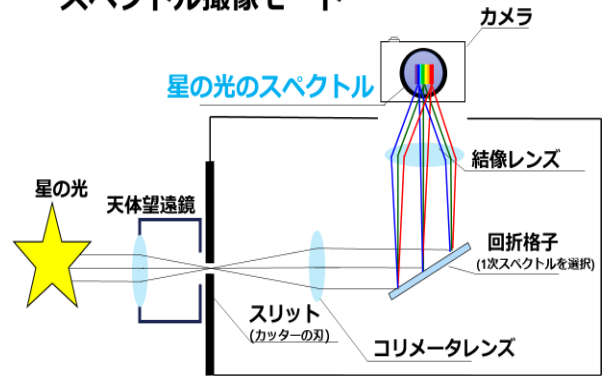


図 3.29 回折格子の角度制御で電子回路を搭載した

スペクトル撮像モード



スリットビューワモード

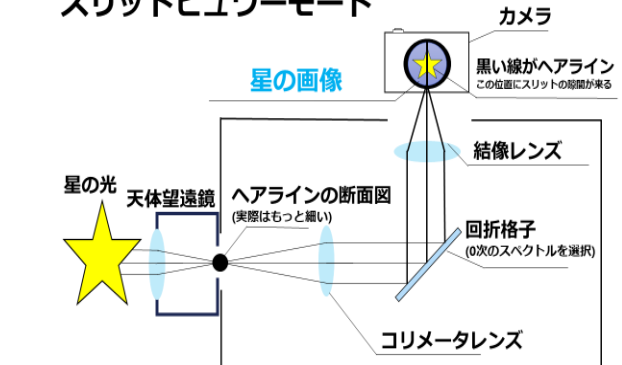


図 3.30 上:スペクトル撮像モード 下:スリットビューワモード



図 3.31 複数のスリットを取めたフィルターホイール

具体的には、分光器がスペクトル撮像モードのときの光路図が図 3.30 上で、望遠鏡の焦点面にはスリットがあり、回折格子で分光された光はカメラのセンサ面で結像されスペクトルとなる。

一方、図 3.30 下はスリットビューワーモードのときの光路図である。このとき、望遠鏡の焦点面にはスリットの代わりにヘアラインを中央に配置した適切な大きさの開口部を設置する(図 3.31)。さらに、回折格子は入射光に対し 45° 傾けることで 0 次のスペクトルを選択し(つまり鏡と同じにし)、カメラのセンサ面には天体とヘアラインの像が結像される。なお、ヘアラインの位置はスペクトル撮像モードのスリットの位置に対応するので、これでスリットビューワーと同じ役割が担えたことになる(図 3.34 左)。

分光器の波長分解能はスリット幅を狭くするほど向上する。しかし、スリット幅を狭くするとスペクトルの撮像時間が長くなってしまう。そこで、図 3.31 のように 250 μm、75 μm、30 μm、15 μm と 4 種類の幅の異なるスリットを ZWO 社のフィルターホイールに装着し、天体によってスリット幅が選択できるよう工夫した。

本分光器は公開天文台の方々に容易に自作していただけるよう、図 3.32 のようにボグ等の接続リングを多用して工作を最小にとどめた。そして、25 万円の低予算で製作できるようにした。

テスト観測の結果、図 3.33 のように本分光器はナトリウムの D 線を余裕で分解し、その波長分解能は R=1000 であることがわかった。また、図 3.34 のように本格的な分光観測が行えることが分かる。

本分光器を使えば、従来低分散分光器では困難と言われていた散光星雲の分光診断(図 3.35)や銀河の回転速度の測定が可能になる。なお、この研究は朝日新聞社主催の JSEC2023 (第 21 回高校生・高専生科学技術チャレンジ) でソニー賞を受賞し、2024 年 5 月にロサンゼルスで開催された ISEF2024 (国際学生科学・技術フェア) に日本代表として出場し、物理学・天文学分野で優秀賞 4 等を受賞した研究である(竹内他 2024)。

本分光器の構成部品

・ BORG の接続リング・ヘリコイドを主に使用
→ 工作を最小限に!

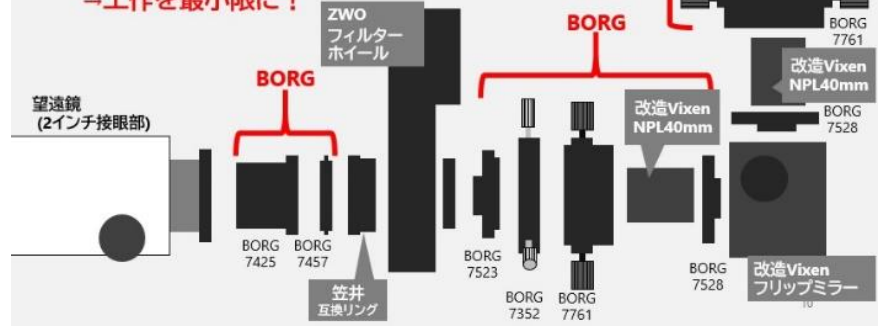


図 3.32 本分光器の構成図

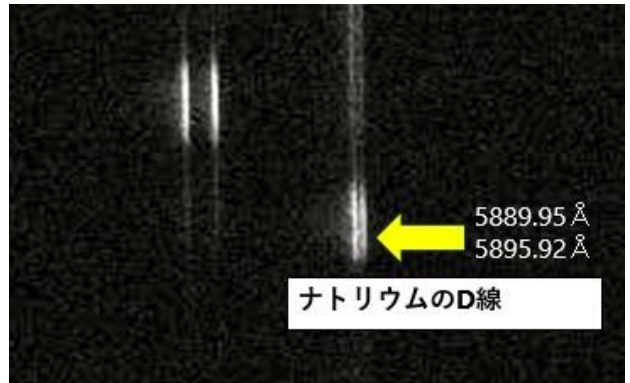


図 3.33 本分光器はナトリウムの D 線を 2 本に分解し波長分解能は R=1000 である

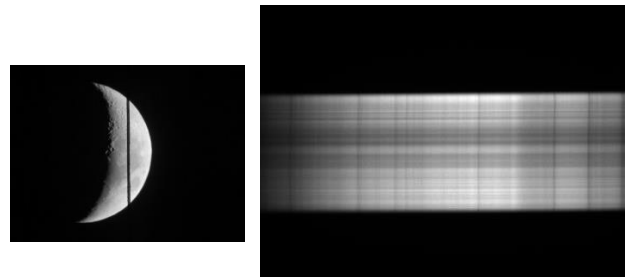
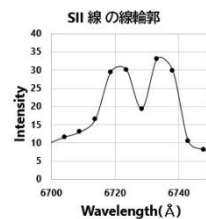


図 3.34 左：スリットビューワー 右：月のスペクトル

観測結果(散光星雲)

・ M42 の分光観測の結果



電子温度: 10^4 (K).
(OIII 線で測定)

電子密度: 10^3 (pcs/cm³).
(SII 線で測定)

→ 既存の文献と一致
→ 物理観測が可能

図 3.35 散光星雲の分光診断の結果

第4章 人工光の分光

天体の分光観測法・解析法について論ずる前に、第4章で私達の身の回りの光を分光し、その性質について紹介する。

最初に人工光を分光する。代表的な人工光としては、白熱灯、蛍光灯、水銀灯、ナトリウムランプ、LEDランプなどが考えられる。まず、白熱灯の光を分光し、そのスペクトルが「黒体放射」と非常に良く似た連続スペクトルであることを示す。続いて、水銀灯やナトリウムランプの光を分光し、原子固有の「輝線スペクトル」が見られることを示し、家庭の照明で良く用いられている蛍光灯のスペクトルが水銀灯のスペクトルと似ていることを示す。

近年、省電力の観点から、LEDランプが蛍光灯に置き換わりつつある。そこで、LEDランプの光を分光し、そのスペクトルが水銀灯やナトリウムランプのような輝線スペクトルではなく連続スペクトルであること、しかし、白熱灯とは異なり黒体放射のスペクトルとは一致しないことを紹介する。

次に身近な自然光を分光し、その性質について紹介する。まず、満月の光を分光する。満月は太陽光を反射しているため、太陽光のように5800Kの黒体放射に近い連続スペクトルと多数の吸収線（フ라운ホーファー線）から構成されていることを示す。その後、青空のスペクトルを示し、そこにもフ라운ホーファー線が見られることから、青空は太陽光が地球大気で散乱した光であることを紹介する。最後に、夜空の光を分光し、それが蛍光灯のスペクトルと似ていることを示し、地上の照明が夜空で反射して天体観測の妨げ（光害）となっていることについても言及する。

4.1 人工光の分光

最初に人工光を分光してその性質を紹介する。まず天体観測のフラット用によく用いられるハロゲンランプの光を分光する。図4.1は低分散分光器で分光したハロゲンランプのスペクトルである。なお、図4.1には比較のために3400Kの黒体放射のスペクトルを点線で記入してある。図より、ハロゲンランプのスペクトルはあらゆる波長で光っている連続スペクトルであり、8000Å付近にピークがある黒体放射のスペクトルと極めて良く一致していることが分かる。ハロゲンランプのフィラメントはタングステンでできており、タングステンの融点はおおよそ3680Kであることから、この結果は非常に自然な結果と考えられる。ただし、図4.1の波長の範囲は4000~8000Åであり、可視光線に

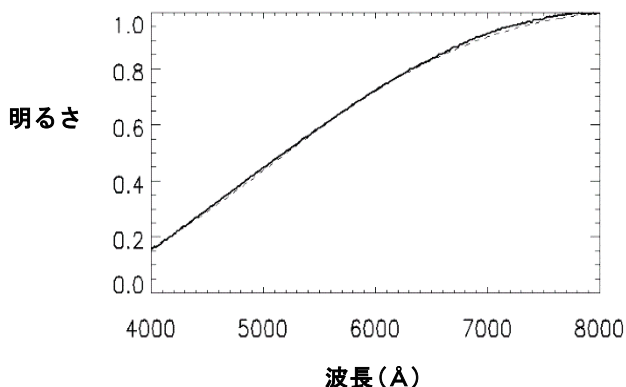


図 4.1 ハロゲンランプのスペクトル。図中の点線は3400Kの黒体放射のスペクトルであり、両者が極めて良く一致していることが分かる。

限られているため、第1章のコラムで紹介したウィーンの変位則により3400Kの黒体放射のスペクトルのピークを見ることはできない。

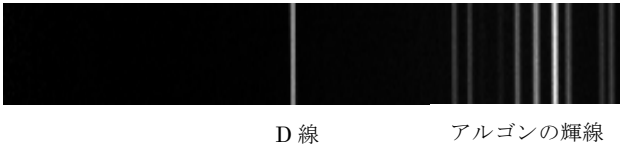
続いて、図4.2にナトリウムランプ、水銀灯、蛍光灯のスペクトルを示す。これらのスペクトルは、白熱灯とは大きく異なり、ある特定の波長でだけで光る「輝線スペクトル」となっている。

図の一番上はナトリウムランプのスペクトルで、中央あたりに見えている輝線は中性ナトリウムの波長5890Å、5896ÅのD線であり、低分散分光器のため2本に分解できておらず、一本に見えている。なお、D線の右側（長波長側）に見えている輝線はアルゴンの輝線で、ナトリウムランプには発光の補助剤として微量のアルゴンが含まれているためである。

図の真中は水銀灯のスペクトルであり、波長4047Å、4358Å、5461Å、5770Å、5791Åの水銀の輝線で光っている(5770Å、5791Åの水銀輝線もD線同様の写真では分解できていない)。

図の一番下は蛍光灯のスペクトルである。水銀灯のスペクトルと似ているが、相違点もある。これは、蛍光灯の発光原理が水銀灯の発光原理と異なっているためである。水銀灯は、管内に封入された水銀の気体に高電圧を加え、電子を加速して水銀原子と衝突させ、原子を励起状態にすることで発光している(第2章参照)。一方、蛍光灯は水銀原子を衝突励起するところまでは同じだが、紫外領域の水銀輝線が強いことを利用してそれを管内の内側に塗布した蛍光物質に照射し、蛍光物質を発光させることで光っている。そのため、水銀灯と同じ波長の線スペクトルがあり、似ている印象を持つが、完全に一致するわけではない。

ナトリウムランプ



水銀灯



蛍光灯



図 4.2 上からナトリウムランプ，水銀灯，蛍光灯のスペクトル。蛍光灯のスペクトルは水銀灯のスペクトルと似ている。

近年，省電力の観点から LED ランプが蛍光灯に置き換わりつつある。LED とは発光ダイオード (Light Emitting Diode) の略称であるが，照明に用いられているのは主に「白色 LED」である。図 4.3 に白色 LED のスペクトルを示す。これより白色 LED ランプのスペクトルは，水銀灯やナトリウムランプのような輝線スペクトルではなく，連続スペクトルであることが分かる。しかし，図より明らかなように，4500Å 付近と 5600Å 付近にピークがあるふた山分布となっており，図 4.1 の黒体放射のスペクトルとは一致していない。これは，白色 LED の発光原理が白熱灯や蛍光灯とは異なっているためである。現在の白色 LED は，青色 LED を黄色に発光する蛍光物質で覆い，青色 LED の光の一部を蛍光物質によって黄色に変換して疑似的に「白色」にしているものが主流となっている。図 4.3 の 4500Å 付近の鋭いピークが元の青色 LED の光であり，5600Å 付近のなだらかなピークが黄色蛍光物質による光である。

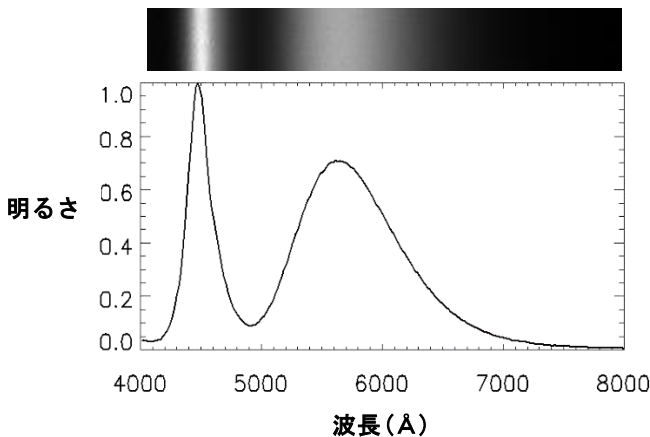


図 4.3 LED ランプのスペクトル。LED ランプのスペクトルは連続スペクトルだが，黒体放射とは異なるスペクトルである。

4.2 自然光の分光

図 4.4 は月の高度が比較的高い時に分光観測した満月のスペクトルのグラフである。図 4.4 から月のスペクトルは連続スペクトルと多数の吸収線 (フラウンホーファー線) から構成されていることがわかる。この連続スペクトルは 5000Å あたりにピークがあり，ウィーンの変位則より 5800K の黒体放射に近いことが分かる。また，吸収線のうち波長 7594Å の A 線と 6867Å の線の B 線は，地球大気中の酸素分子による吸収線であるため，太陽高度が低くなると太陽光が地球大気を通過する距離が長くなるため，その影響を強く受ける。

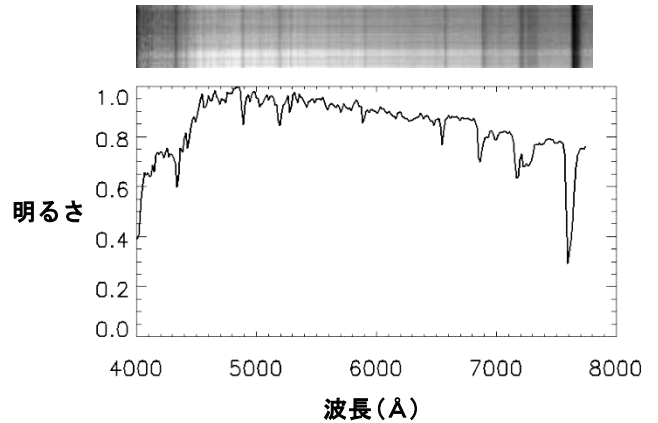


図 4.4 満月の光のスペクトル。月は太陽光を反射しているため，太陽と同じく 5000Å あたりにピークがあり，5800K の黒体放射に近いことが分かる。

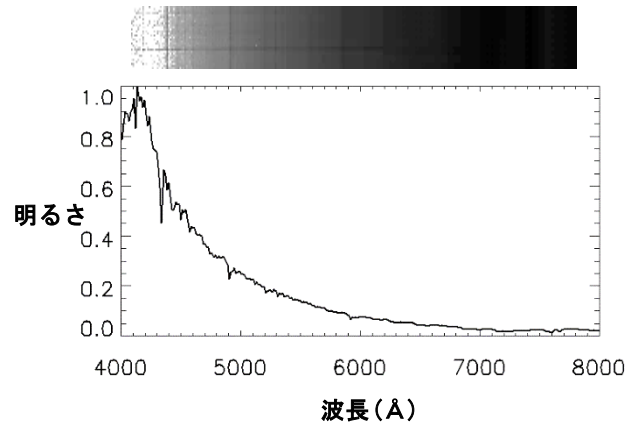


図 4.5 青空のスペクトル。青空のスペクトルにもフラウンホーファー線が見えることから，それが太陽由来であることが分かる。

図 4.5 は青空のスペクトルである。驚くべきことに，青空のスペクトルにもフラウンホーファー線が見られる。このことから，青空は太陽光が地球大気で散乱したものが起源となっていることがわかる。しかし，青空のスペクトルのピークは太陽のスペクトルより短波長側にある。これは太陽より高温の黒体放射を示すものではなく，地球大気中の『レイリー散乱』により青い光がより強く散乱された結果によるものである。なお，レイリー

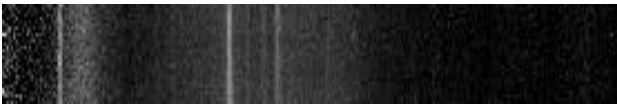
散乱とは原子のように光の波長より小さなサイズの物体による散乱で、散乱強度は波長の 4 乗に反比例する。これが、空が青く見える理由である。

最後に夜空からの光を分光する。図 4.6 上は夜空の天体が何もない部分の光を分光したスペクトルである。このスペクトル中に輝線が複数見られるが、これらは図 4.6 中の蛍光灯のスペクトルと良く似ている。さらに良く見ると輝線は淡い連続スペクトルの上に載っているが、この連続スペクトルは黒体放射ではなく図 4.6 下の LED ランプのスペクトルとよく似ている。これらは、地上の照明が夜空で反射することにより生じている。特に近年、蛍光灯が LED ランプに置きかわることにより、LED ランプの寄与が強くなってきている。

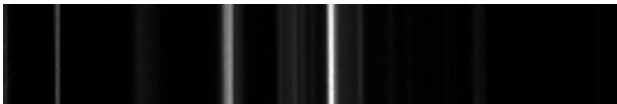
もし、地上の明りが全くなければ高層大気での原子の発光輝線が見える。その光を「夜光」というが、残念なことに日本国内では地上の照明が夜空で反射した光の方が卓越している。

天体からの光は非常に淡いので、そのスペクトルに地上の照明の反射光が重なってしまうと観測データの撮像・解析に悪影響を及ぼすこととなる。このように、地上の照明は天体観測の妨げとなり、「光害」と呼ばれている。近年岡山県井原市美星町のように「光害防止条例」を施行し、美しい星空を守ろうとする地方公共団体が増加しており、注目を集めている。

夜空



蛍光灯



LED ランプ



図 4.76 夜空のスペクトル(上)は蛍光灯のスペクトル(中)と LED ランプのスペクトル(下)を足したものと非常に良く似ている。これは地上の照明の光が夜空で反射するためである。

第5章 天体の分光観測とデータの解析法

天体の分光観測例として、低分散分光器による恒星の観測と高分散分光器による太陽の観測を紹介する。解析に用いるツールは、国立天文台が配布するフリーソフト「マカリ」とマイクロソフトの「エクセル」である。マカリのグラフ機能でスペクトルトレースを csv 出力し、エクセルで解析する。

5.1 マカリとエクセルによる波長付け

低分散分光器による観測の場合、各ピクセル位置に対応する波長を決めるため基準光源のスペクトルを撮像する。図 5.1 では基準光源に昭和機械製作所が扱っている Hg-Ar ランプを用いた例を示す。多くの場合、分光

器で得られる画像の波長 - ピクセル位置のグラフは少し湾曲しており、2 次関数での近似が良く一致する。ここは、各分光器の特性によるのでいろいろと試してみる必要がある。各元素の波長値は理科年表「紫外部、可視部、近赤外部のおもなスペクトル線の波長」記載のデータを用いた。

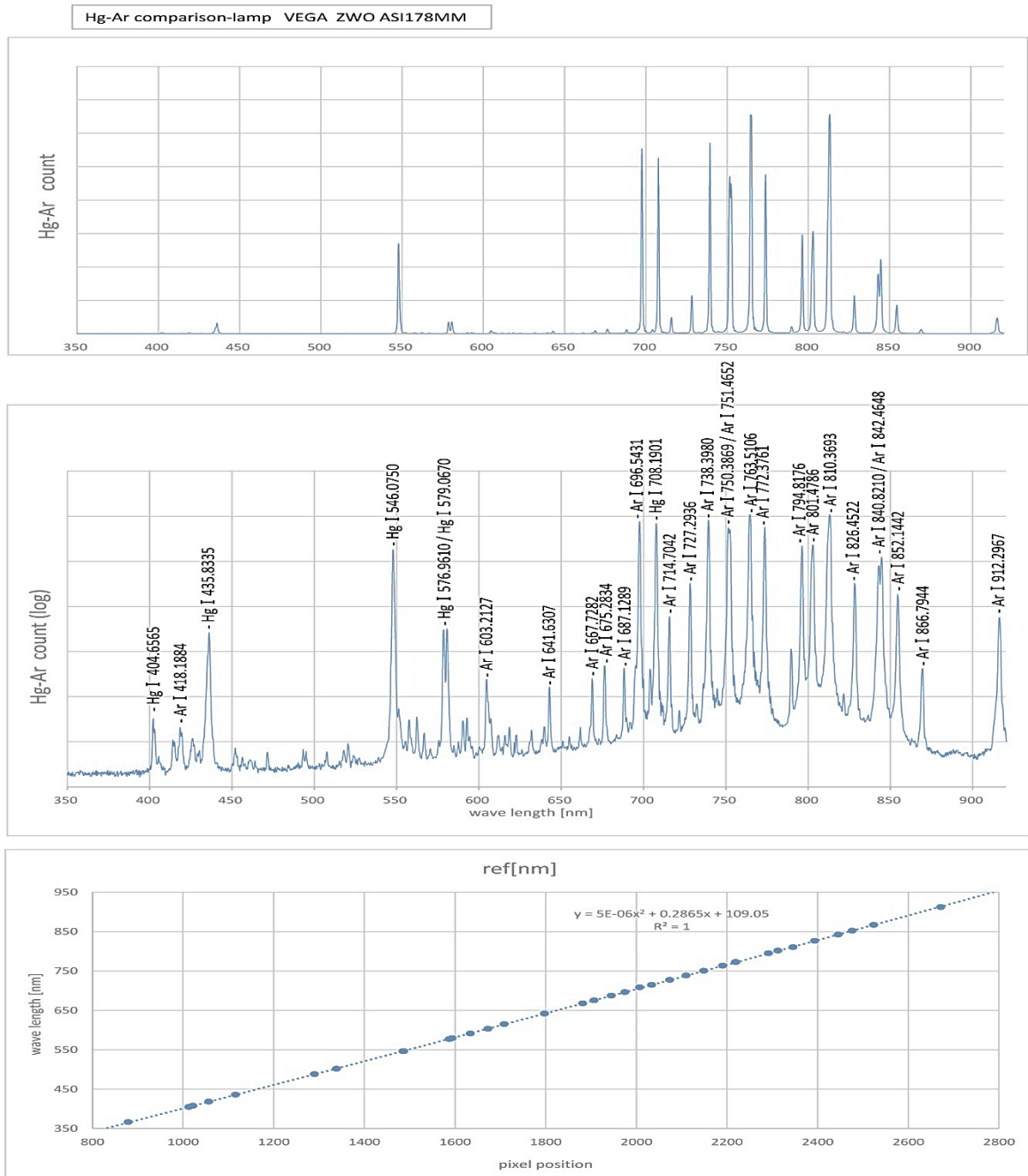


図 5.1 低分散分光器 VEGA の波長付け Hg-Ar ランプ

高分散分光器による太陽観測の場合、観測した波長領域にもよるが、スペクトル中に地球大気による吸収線が複数あればそれが基準として使える。太陽大気に由来する吸収線は太陽の自転によるドップラー効果の影響などがあるので気を付けて使う必要がある。

図 5.2 に自作高分散分光器による Na D 線付近と Ca II の K 線付近の波長付けの例を示す。波長データは、改訂ローランド表 (Moore, Minnaert and Houtgast, 1966, NBS Monograph No. 61) を参考にした。(https://nvlpubs.nist.gov/nistpubs/Legacy/MONO/nbs-monograph61.pdf)

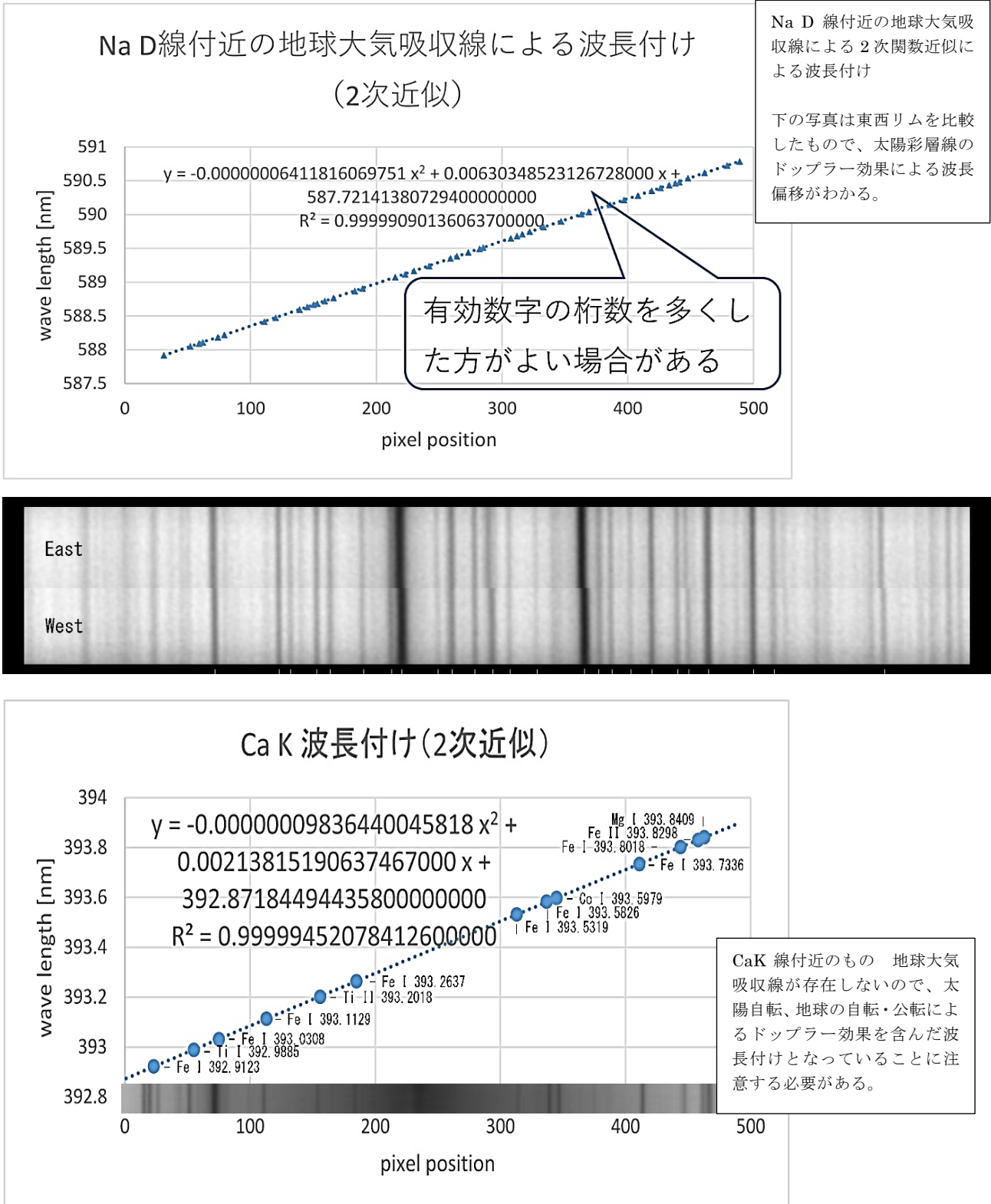


図 5.2 高分散分光器の波長付け

5.2 スペクトルの波長感度補正

撮像された天体のスペクトルは、ダーク画像を減算することにより CCD の暗電流を除去し、フラット画像で割り算することにより光学系の周縁減光や CCD の感度むらなどを補正する。しかし、フラット画像は通常ハロゲンランプなどの光を白板に反射させて撮像するため、天体のスペクトルの波長依存性はその影響を受けることになる。さらに、CCD 自身も感度は波長によって変化する。そのため、天体のスペクトルの波長依存性を正しい分布に補正する必要がある。この補正のことを『**スペクトルの波長感度補正**』という。

スペクトルの波長感度補正は、観測時に観測対象となった天体の近傍または、ほぼ同じ高度（エアマス）にある『**分光標準星**』を撮像し、それを既知のスペクトル強度と比較して波長ごとの補正係数を求め、その補正係数を観測対象の天体のスペクトルにかけることによって行う。なお、分光標準星とは長年の観測でスペクトルが時間変動しないことが分かっており、波長ごとのスペク

トルの強度が精密に測定され数値化されている恒星のことであり、そのスペクトルデータは、例えば ESO（European Southern Observatory）の分光測光標準星スペクトルデータベースを利用すると入手できる。

<https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra/stanlis.html>

しかし、分光標準星のデータベースに掲載されているスペクトルデータと我々が観測で波長付けしたスペクトルでは一般に波長の値も波長のステップも異なっている。そのため、波長ごとの補正係数を求める際に煩雑な作業を行わねばならなくなる。

このとき、グラフを自動で読み取り数値化するソフト「Graphcel」を利用するとスペクトルの波長感度補正が非常に簡単に行える。Graphcel はフリーのソフトであり、以下のサイトから簡単に入手できる。

<https://www.vector.co.jp/download/file/win95/business/fh539887.html>

そこで、以下では Graphcel を用いたスペクトルの波長感度補正について紹介する。

① ESO の分光測光標準星のデータベースを開く。

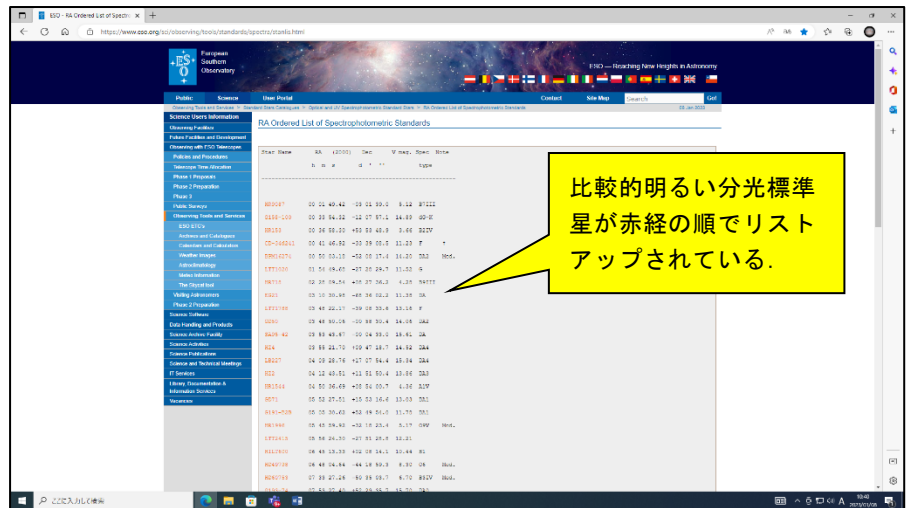


図 5.3 ESO の分光測光標準星データベース

② ESO の分光測光標準星データベースから適当な分光標準星を選択する。

例として「おおぐま座 γ 星 (HR4554)」を選択し、ここをクリックするとデータの FTP サイトに飛べる※。

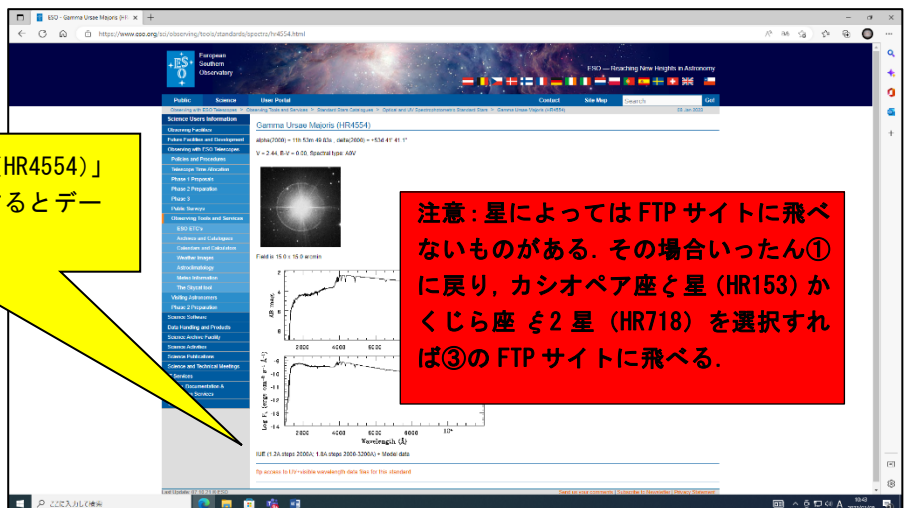


図 5.4 例としておおぐま座 γ 星を選択

③ 適当な分光標準星を選択する。

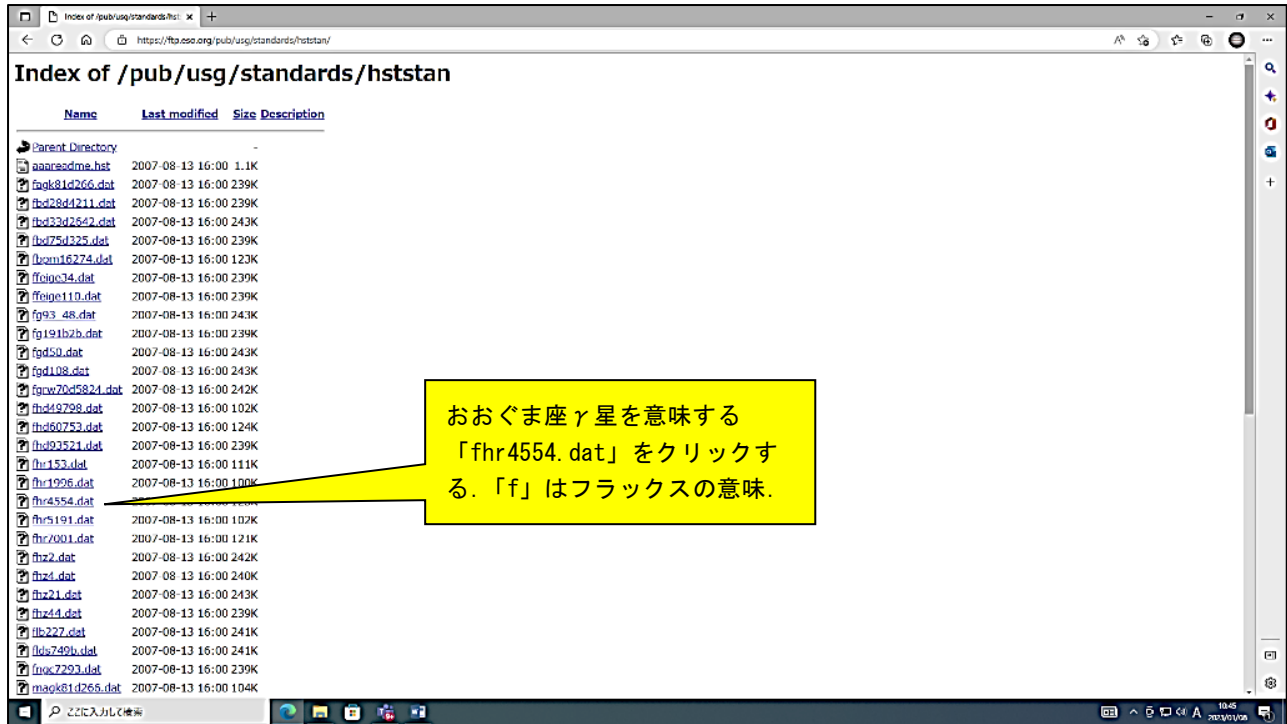


図 5.5 例としておおぐま座γ星を選択

④ おおぐま座γ星のスペクトルデータが表示される。

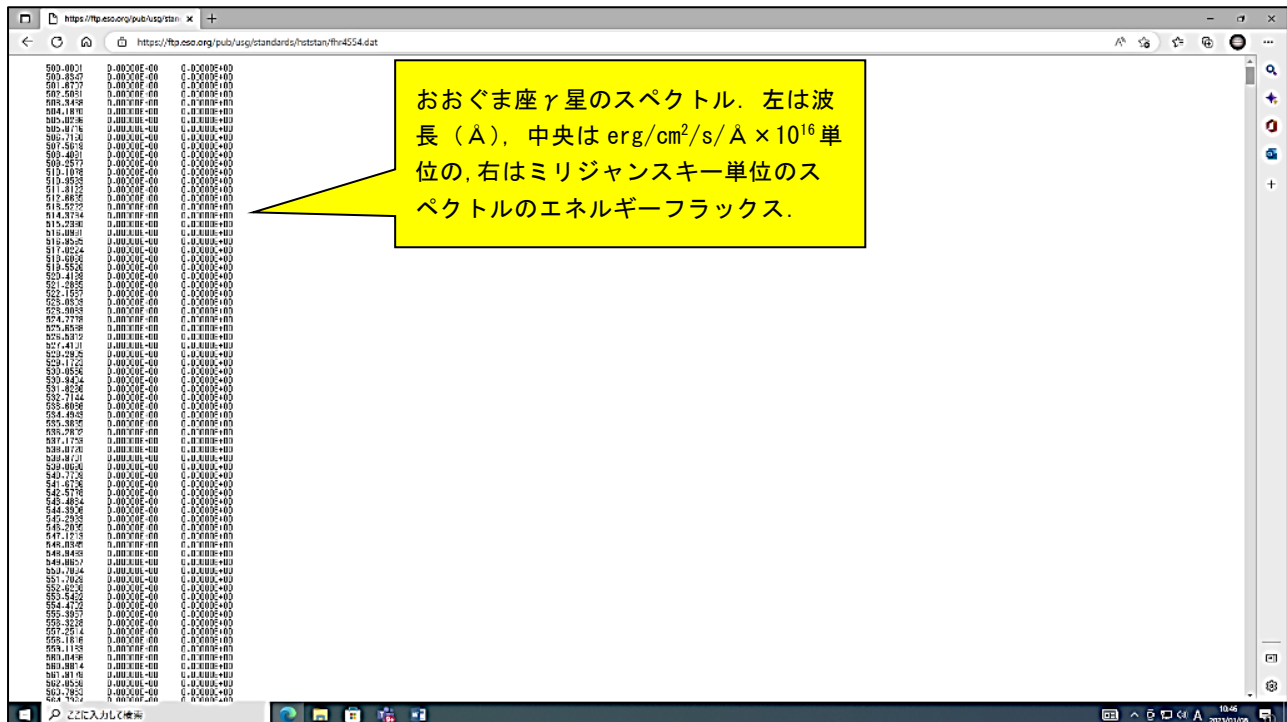


図 5.6 おおぐま座γ星のスペクトルデータ

⑤数値表を Windows アクセサリの「メモ帳」にコピー、保存する。

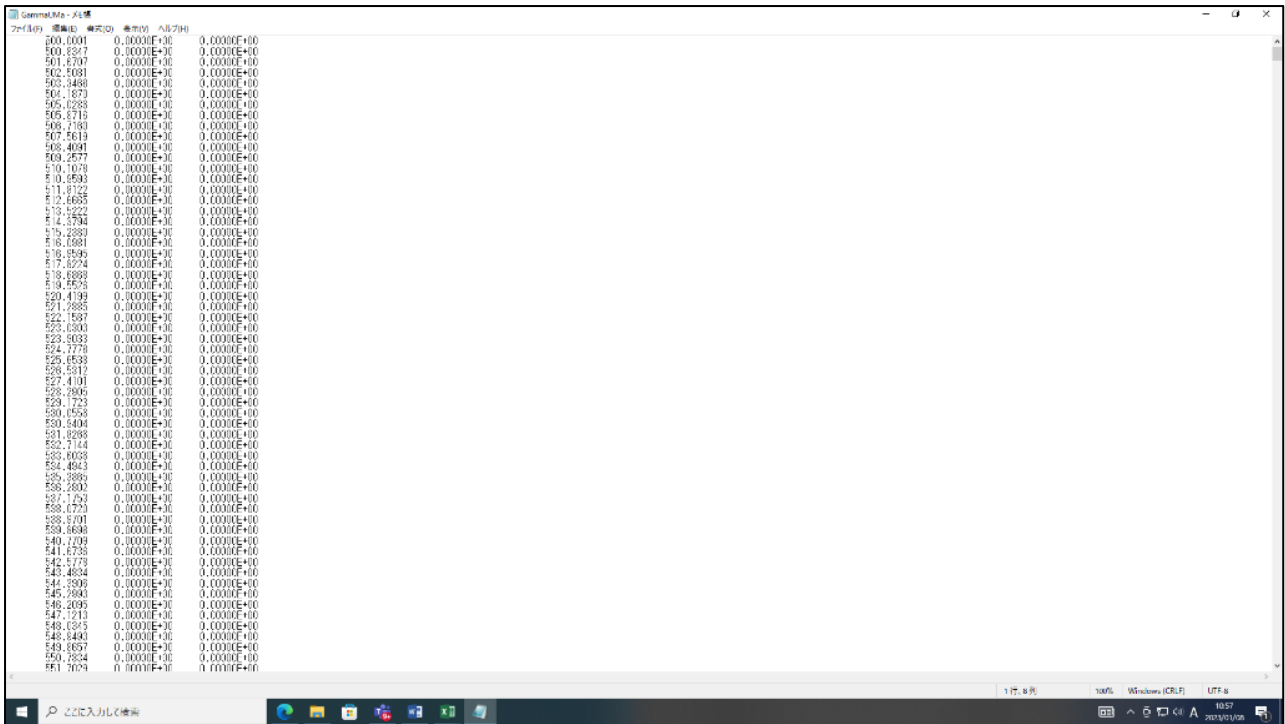


図 5.7 おおぐま座 γ 星のスペクトルを「メモ帳」にコピー

⑥「メモ帳」で保存したテキストファイルをエクセルで開く。

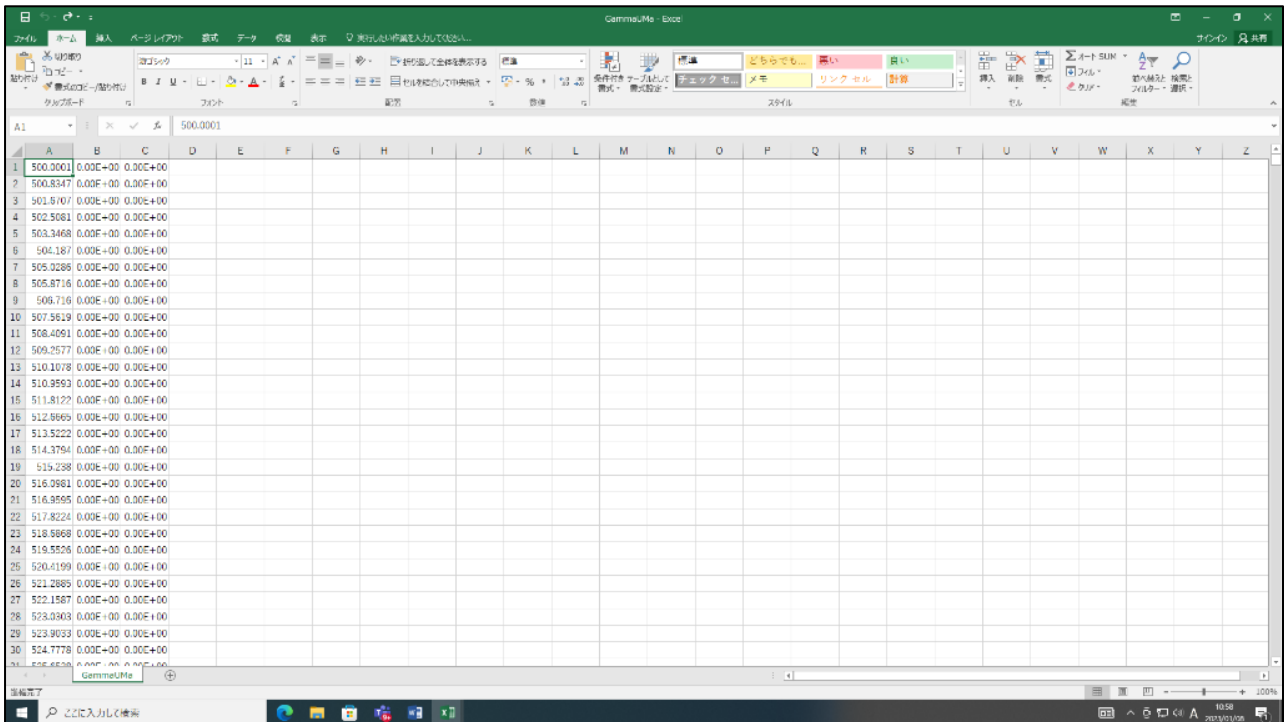


図 5.8 メモ帳で保存したテキストファイルをエクセルで開く

- ⑦エクセルで横軸が波長、縦軸がスペクトル強度のグラフを描く。このとき、横軸の波長の範囲は観測での波長の範囲に合わせておく。

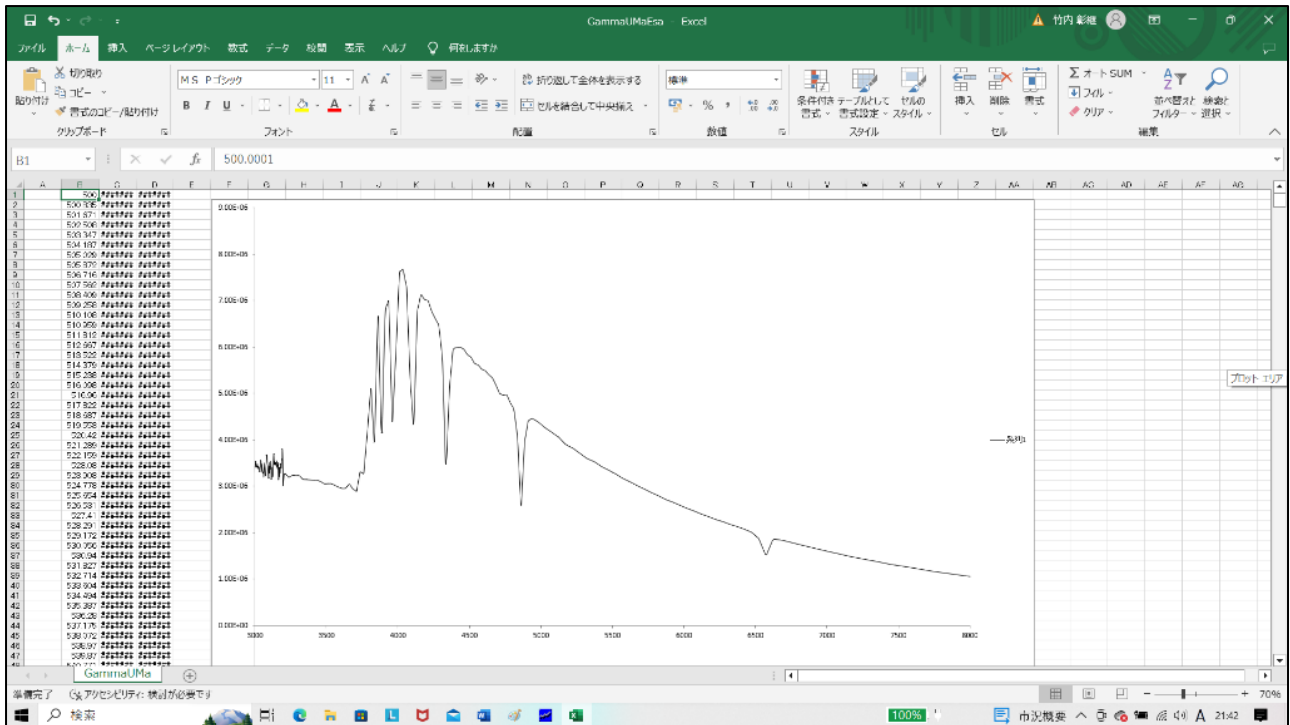


図 5.9 エクセルでスペクトルデータのグラフを描画

- ⑧描いたグラフを Windows アクセサリの「ペイント」に張り付ける。

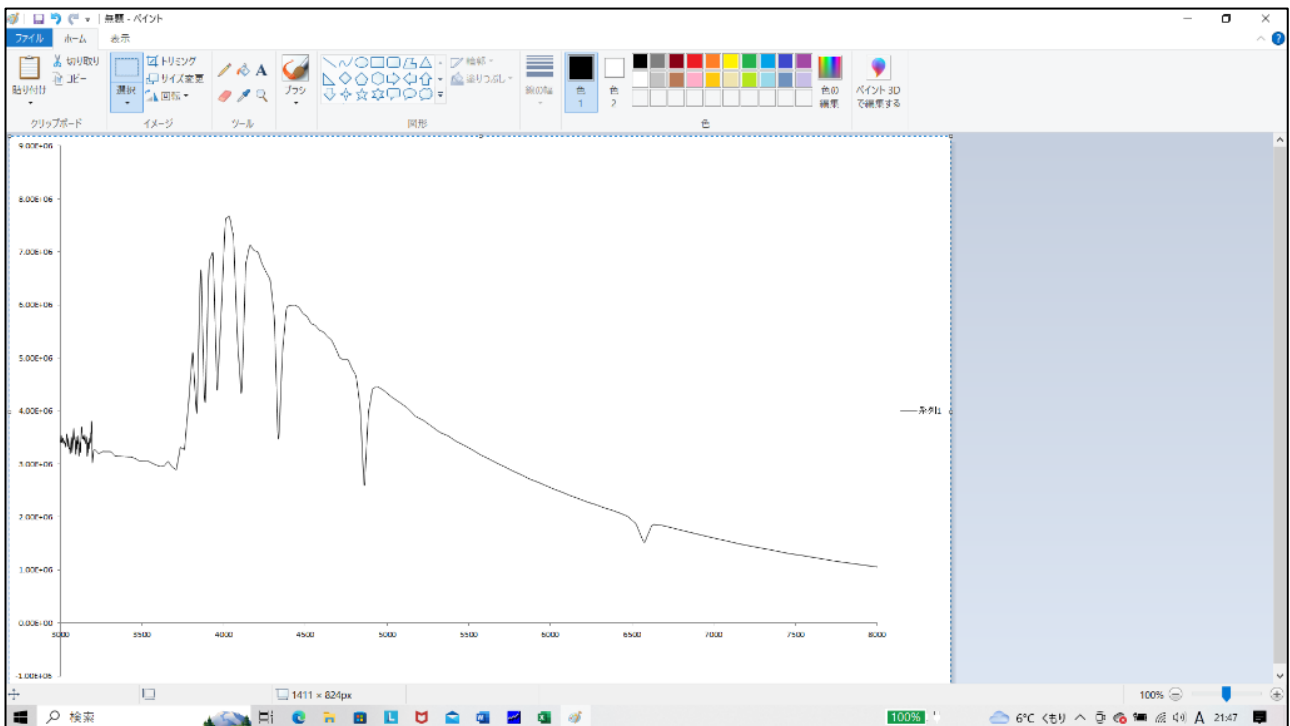


図 5.10 エクセルのグラフをペイントに張り付け

- ⑨ペイントの「図形の選択」で「四角形選択」を選び、
下図のようにグラフの部分だけを選択し、jpg ファイル
として保存する。

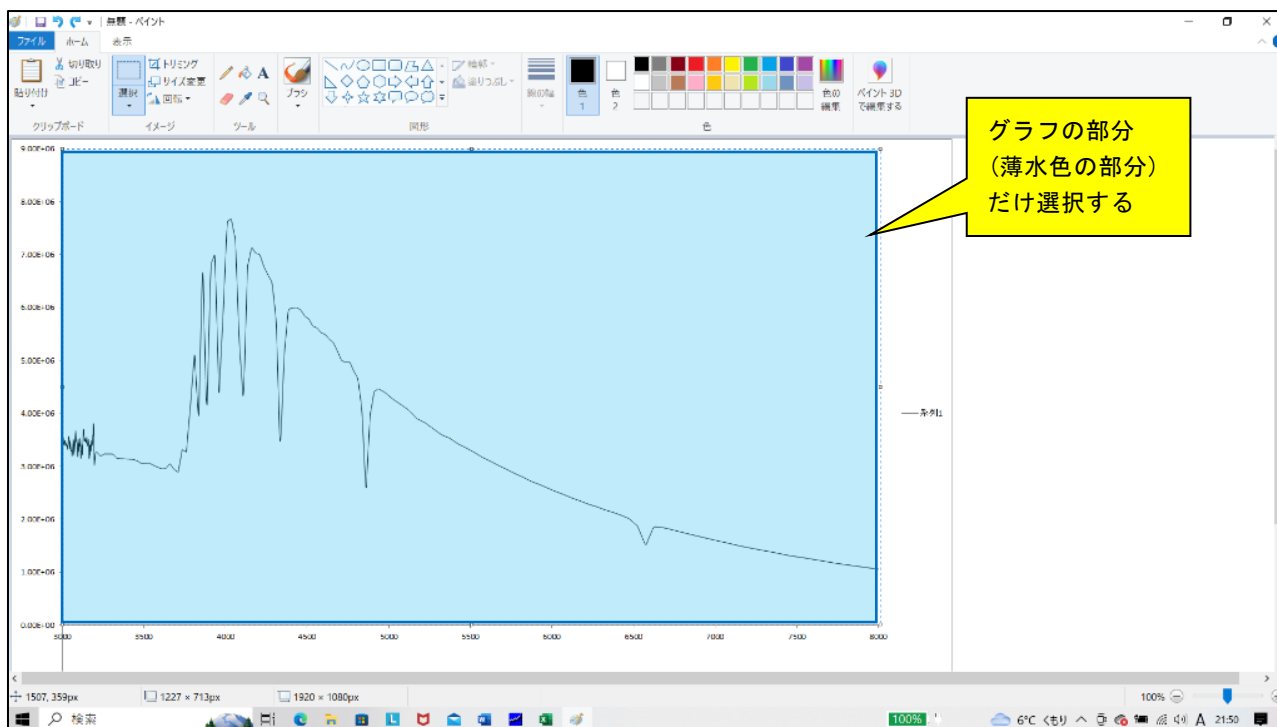


図 5.11 グラフの部分だけ選択

- ⑩保存した jpg ファイルを Graphcel で開く。グラフの
横軸の最大値、最小値、横軸方向の分割数、縦軸の最
大値、最小値を入力し、グラフを数値化する。

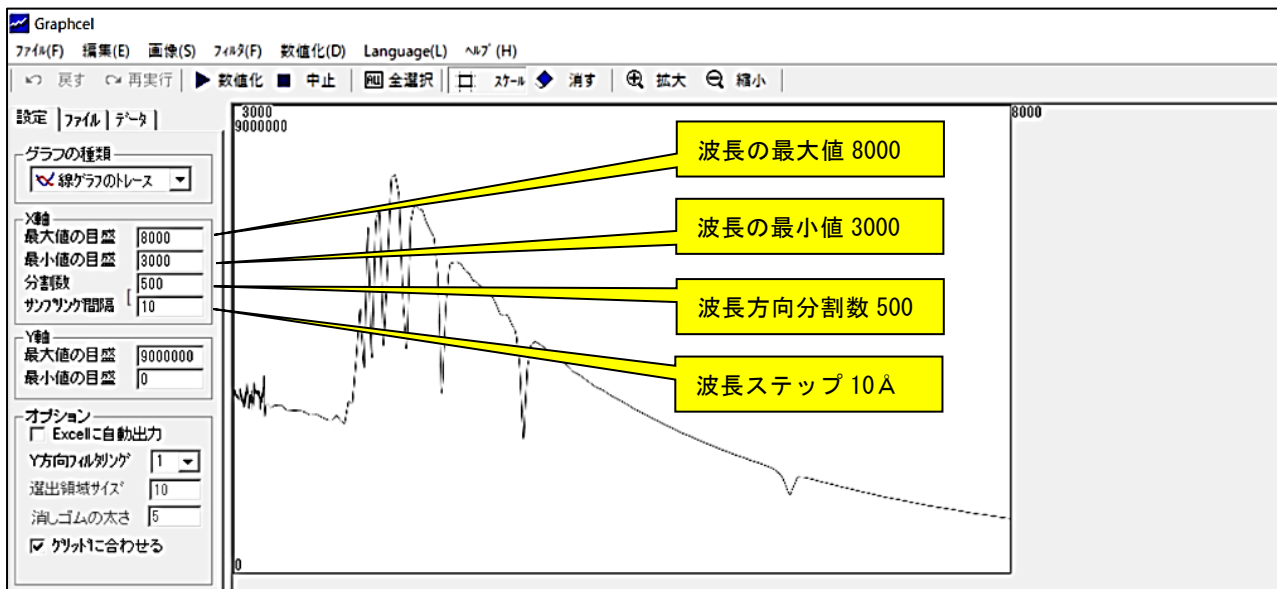


図 5.12 Graphcel の操作画面

- ⑪ 数値は自動でエクセルファイルにエクスポートされるので、そのファイルに適切な名称（ここでは GammaUMaESO.xls）を付けて保存する。

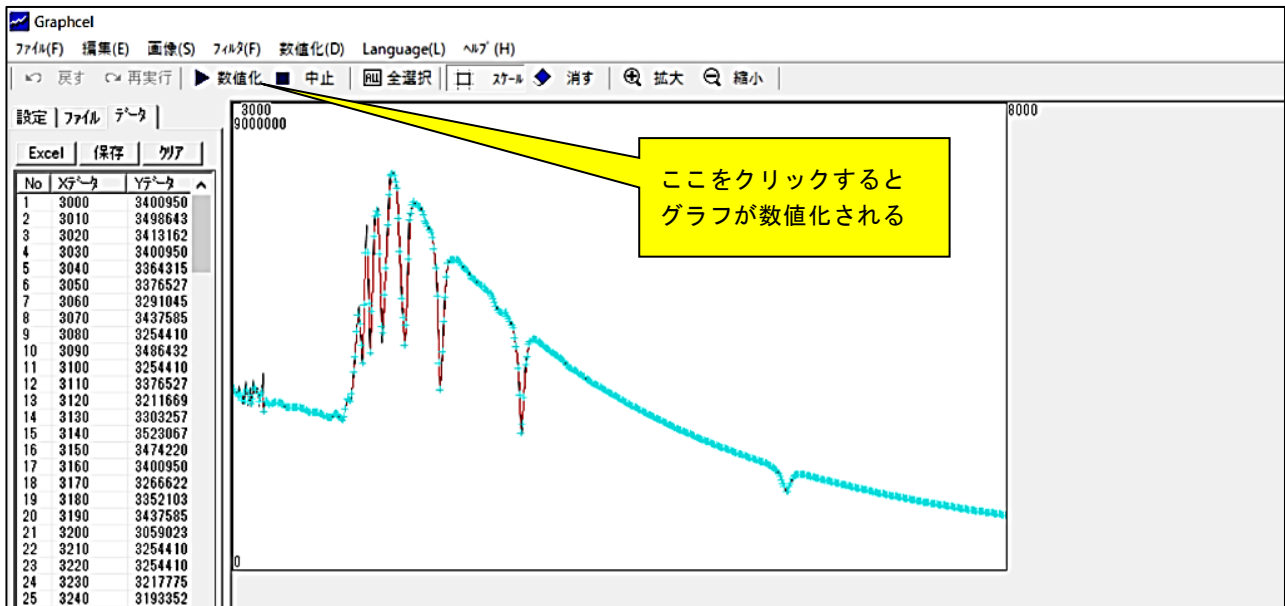


図 5.13 上 : Graphcel でグラフを数値化

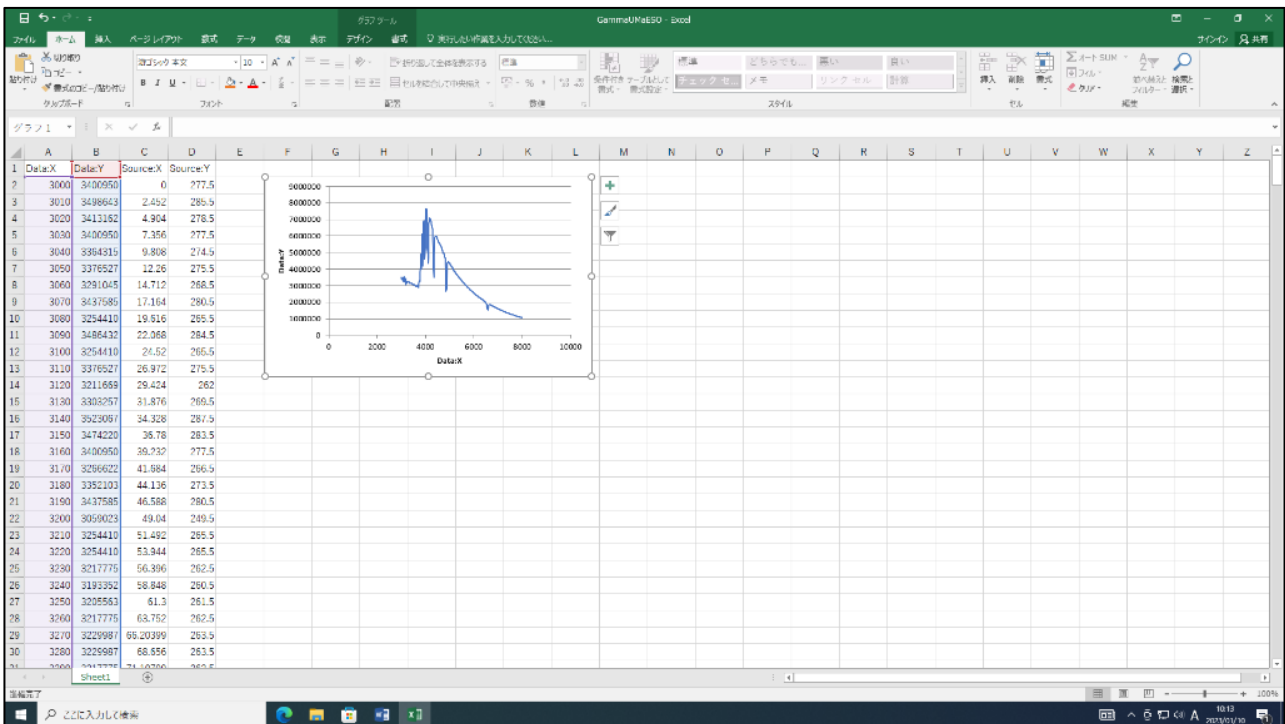


図 5.14 下 : Graphcel で数値化したエクセルファイル

⑫続いて、観測時に撮像し、ダーク・フラット処理を行った分光標準星のスペクトルのグラフを描く。

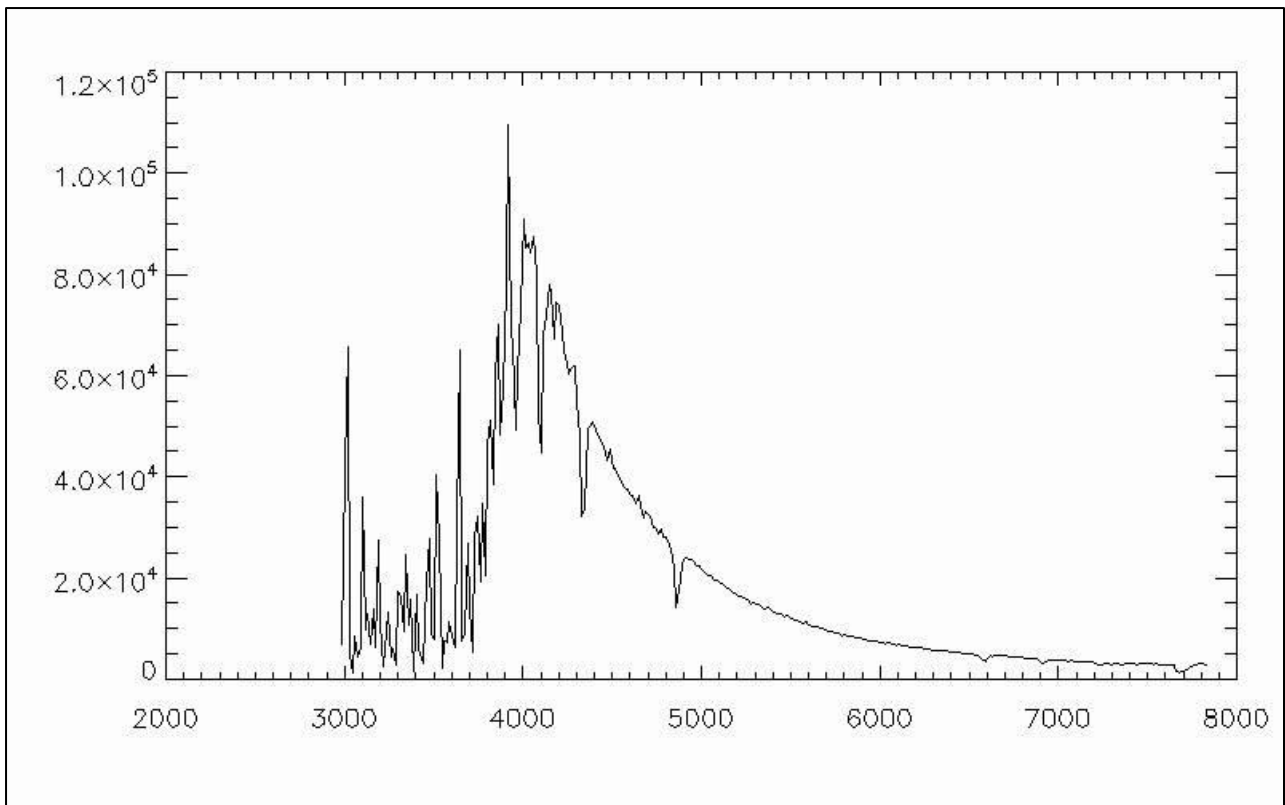


図 5.15 観測した分光標準星のスペクトルのグラフ

⑬描いたグラフを「ペイント」の画面に張り付ける

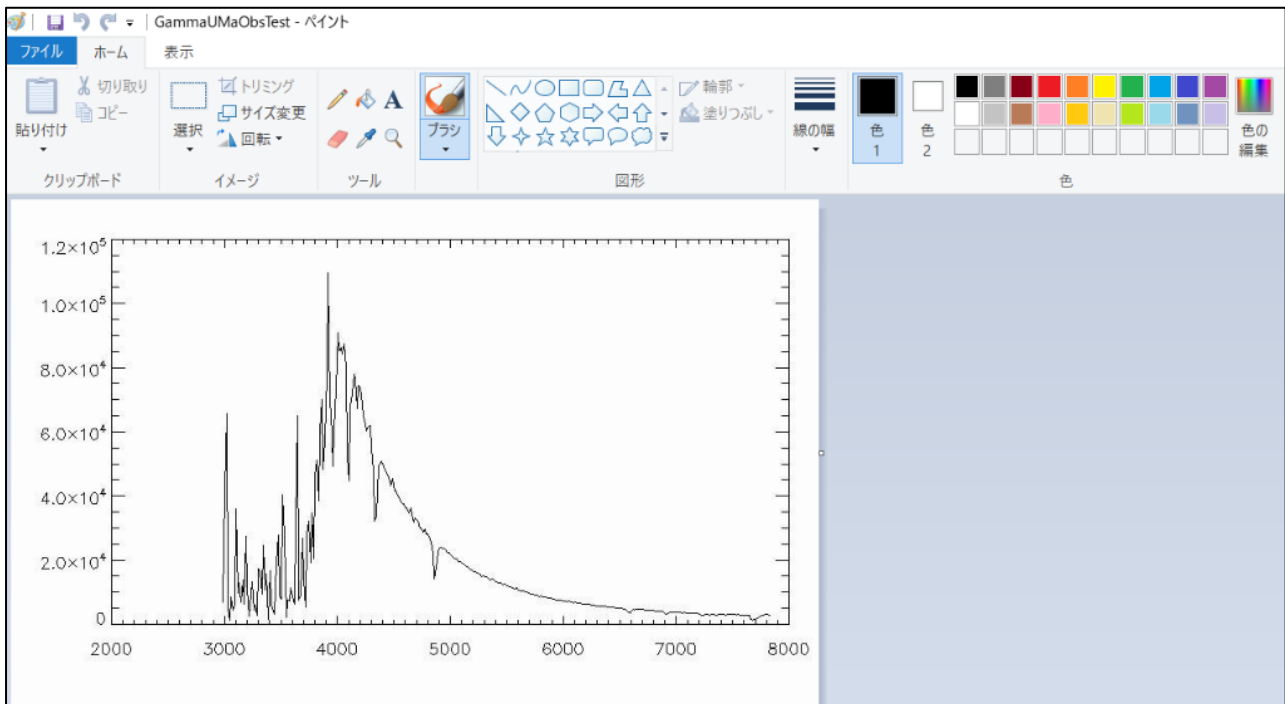


図 5.16 グラフをペイントに張り付け

- ⑭ペイントの「図形の選択」で「四角形選択」を選び、
下図のようにグラフの部分だけを選択し、jpg ファイル
として保存する。

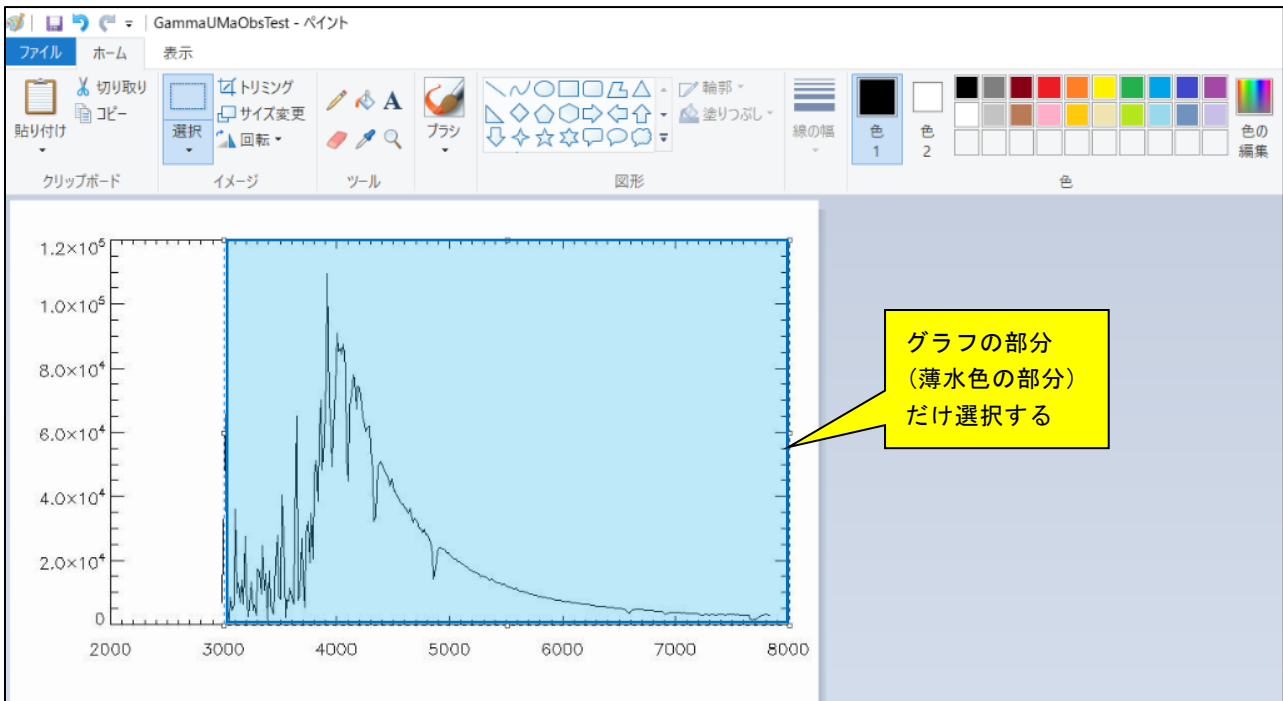


図 5.17 グラフの部分だけ選択

- ⑮jpg ファイルを Graphcel で開き、グラフの横軸の最大
値、最小値、横軸方向の分割数、縦軸の最大値、最小
値を入力し、グラフを数値化する。ただし、横軸の最
大値、最小値、横軸方向の分割数は先程と同じ値にす
る。

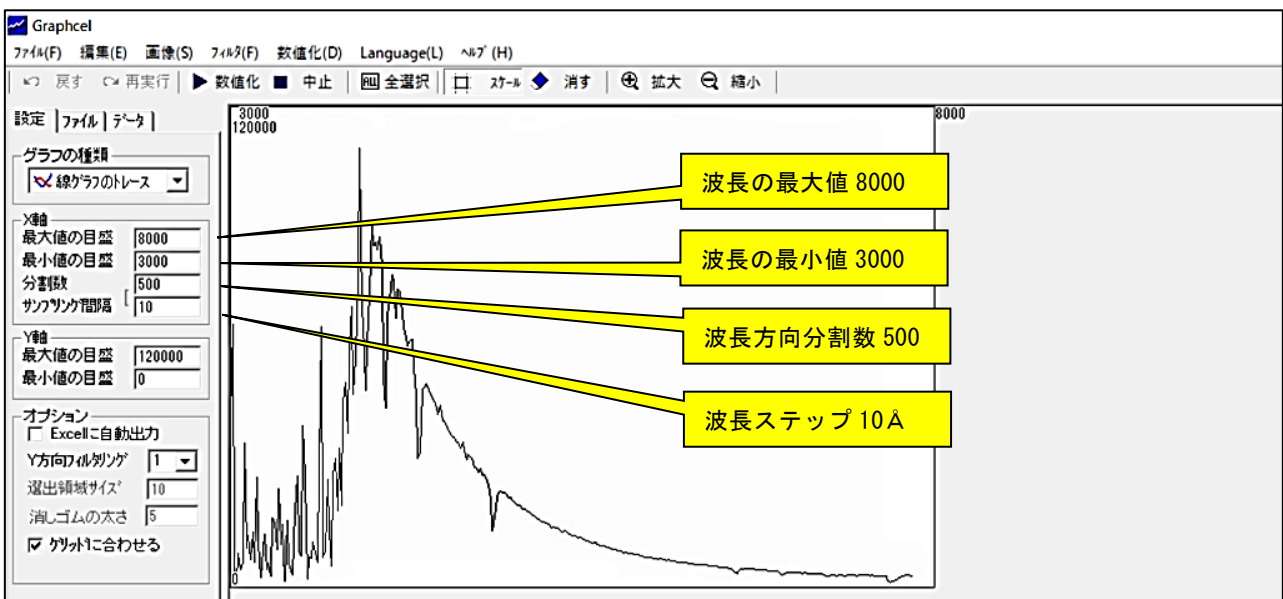


図 5.18 Graphcel の操作画面

- ⑩数値は自動でエクセルファイルにエクスポートされるので、そのファイルに適切な名称（ここではGammaUMaObs.xls）を付けて保存する。

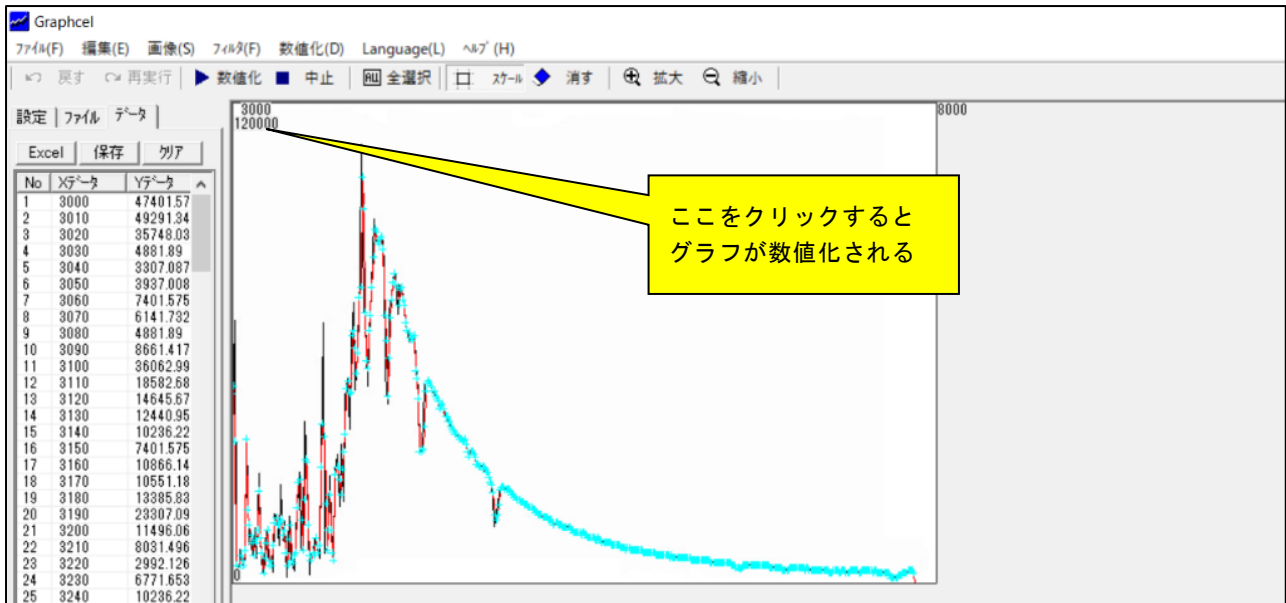


図 5.19 上 : Graphcel でグラフを数値化

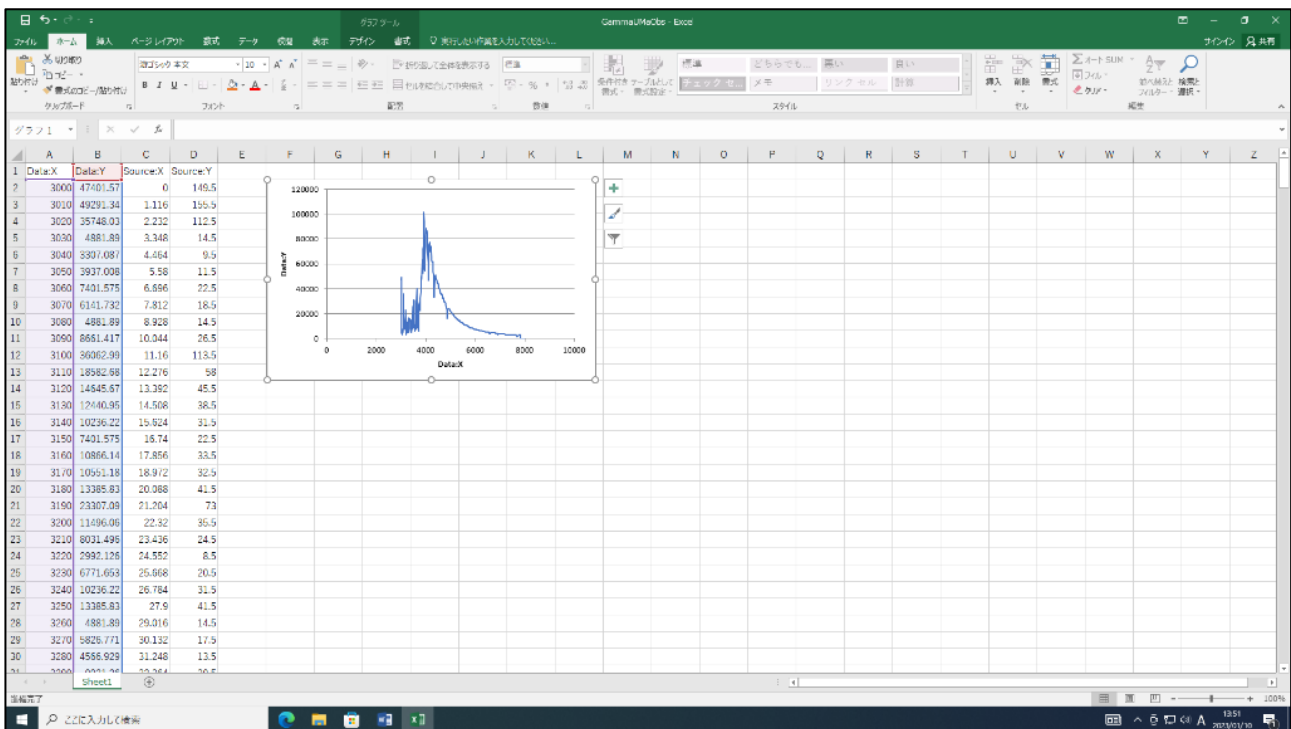


図 5.20 下 : Graphcel で数値化したエクセルファイル

⑰GammaUMaESO.xls と GammaUMaObs.xls を合体させて、スペクトルの比をとり、波長ごとの波長感度補正係数を求める。

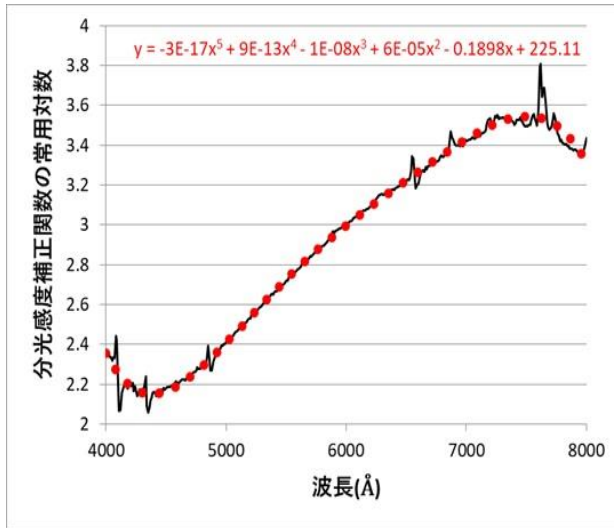


図 5.21 補正係数の波長依存性 赤線は近似曲線

⑱波長感度補正の例

以下、波長感度補正の例を示す。図 5.22 は撮像した満月のスペクトルに波長感度補正を行ったものである。月は太陽光を反射しているため、太陽と同じく 5000Å 付近にピークがあり、5800K の黒体放射に近いスペクトルであることが分かる。

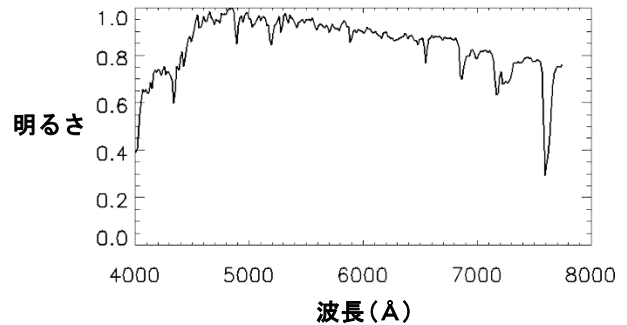


図 5.22 満月のスペクトル。月は太陽光を反射しているため太陽と同じく 5000Å 付近にピークがあり 5800K に近いスペクトルとなっている。

5.3 低分散分光器による恒星の観測

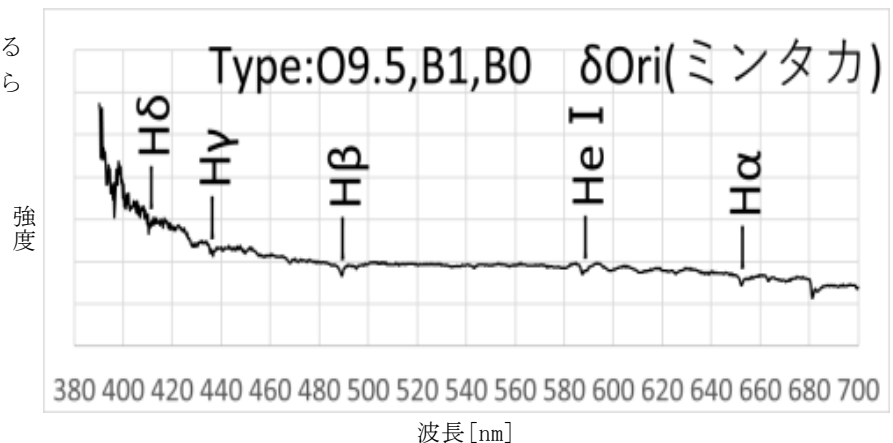
ここに示す観測例は、川口市立高等学校天文部の生徒が 2022 年 3 月に開催された日本天文学会春季年会ジュニアセッションで発表したもので昭和機械製作所製の低分散分光器 VEGA を用いて、明るい恒星の可視光(390～700 nm) の分光画像を取得し、 β Ori (リゲル) を分光標準星として強度補正まで行い、各スペクトル型の特徴を捉えたものである。

生徒達は基準光源(Hg-Ar ランプ)によるスペクトルデータの波長付け方法を確立し、その応用として恒星の低分散分光観測に取り組んだ。解析の結果、恒星がその表面温度により O, B, A, F, G, K, M というスペクトル型に分類され、それぞれ固有の特徴を持つことを観測的に捉えることに成功した。2022 年 1 月 5 日、埼玉県立大滝げんきプラザ(埼玉県秩父市)に設置されている口径 16cm, F12.5 屈折望遠鏡直接焦点に低分散分光器 VEGA (昭和機械製作所製、波長分解能: R=

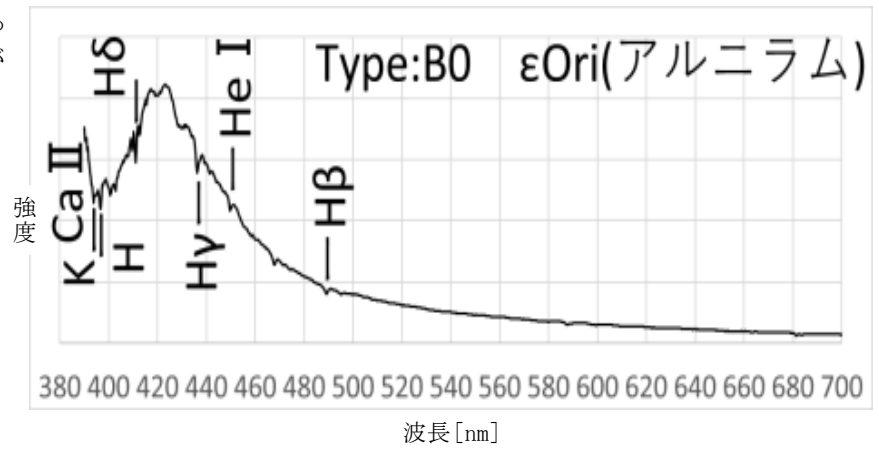
1200) を装着し、代表的恒星についてスペクトル撮像、ダーク・スカイ減算、波長付け、さらに下の「強度補正方法」で、 β Ori (リゲル) を分光標準星として強度補正を行った。なお、390nm 未満は輝度が小さく、700nm より長波長では二次スペクトルが重なることより、390～700nm の波長域における恒星のスペクトル強度分布を作成した。観測した恒星のうち、 δ Ori, ϵ Ori, α CMa, δ Cas, α CMi, α Aur, β Gem, α Tau, α Ori の結果を示す。

以下に観測した恒星のスペクトル強度分布をスペクトル型の順に示す。尚()の数字は観測時刻(JST)と地平高度を表す。強度補正を行ったことで、スペクトルの特徴から恒星のスペクトル型を決めて分類することができ、さらにその強度のピークが、恒星の表面温度が下がると長波長側に移っていくという連続光の形の変化も捉えることができた。また、A1 シリウス・A5 ルクバーのような同じスペクトル型の恒星においても、細かな温度の差からその特徴の違いを確認することができた。(<https://www.asj.or.jp/isession/2022haru/24th.html>)

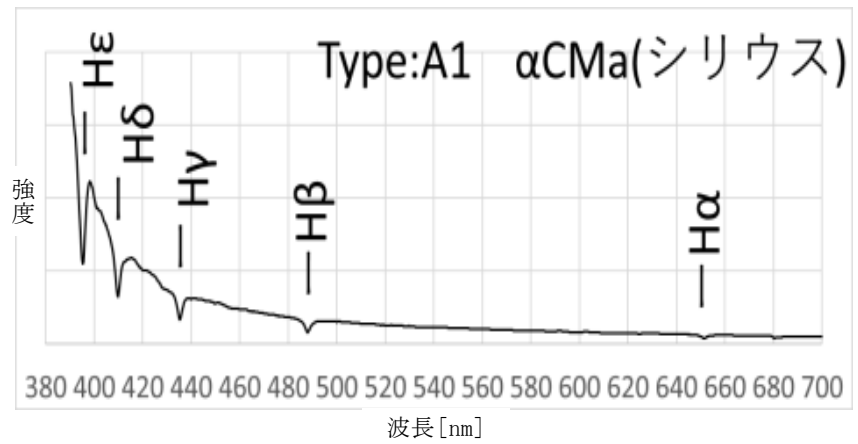
・ミンタカには、O 型星の特徴である中性ヘリウムの吸収線(587nm)がみられる。(22:31,42.7°)



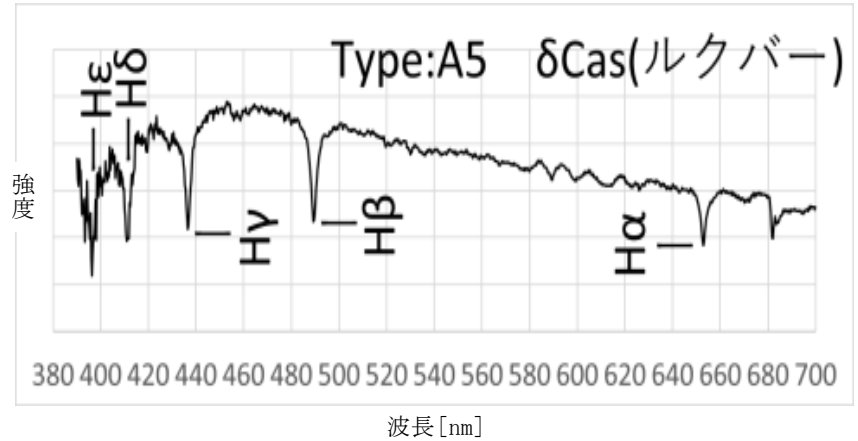
・アルニラムには、B型星の特徴である中性ヘリウムの吸収線(447nm)がみられる。(22:28,52.8°)



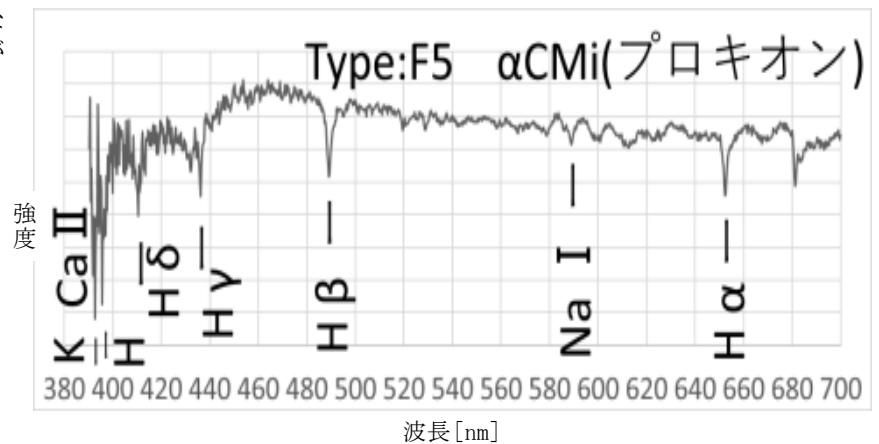
・シリウスは水素のバルマー線 (H α , H β , H γ , H δ) が表れており、A型星の特徴がみられる。(22:57,36.7°)



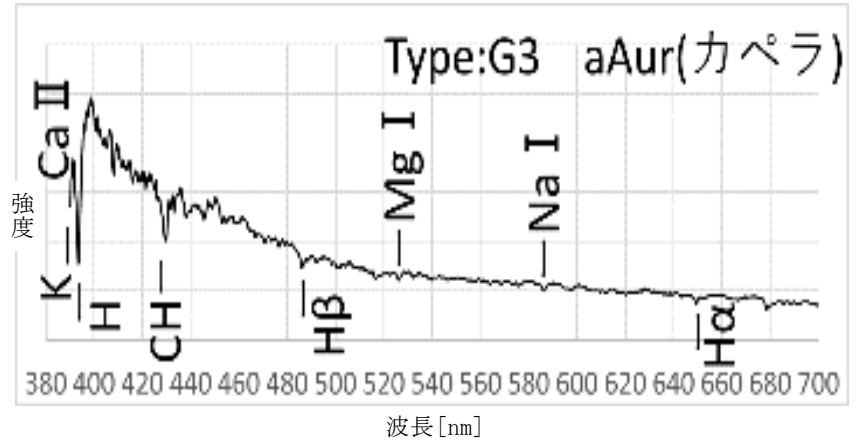
・ルクバーもシリウス同様に、A型星の特徴である水素のバルマー線が強く表れている。(23:40,48.8°)



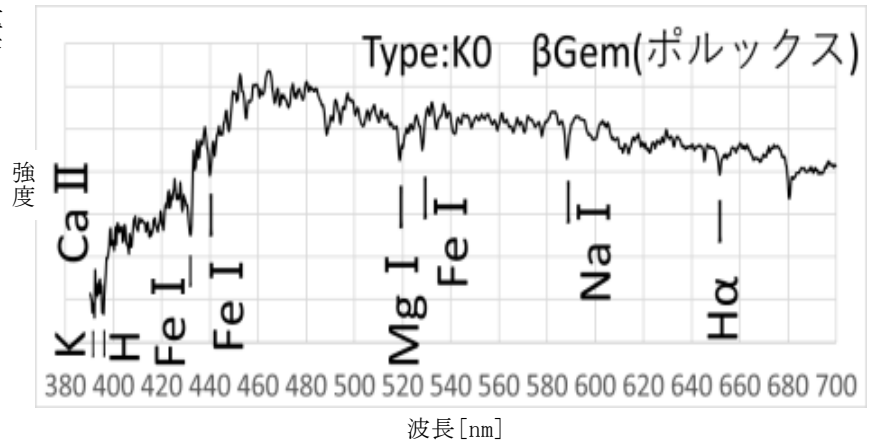
・プロキオンのバルマー線は弱くなり、中性金属線 (Na I), Ca II (H/K 線) が目立ち F型星の特徴がみられる。(25:35,55.1°)



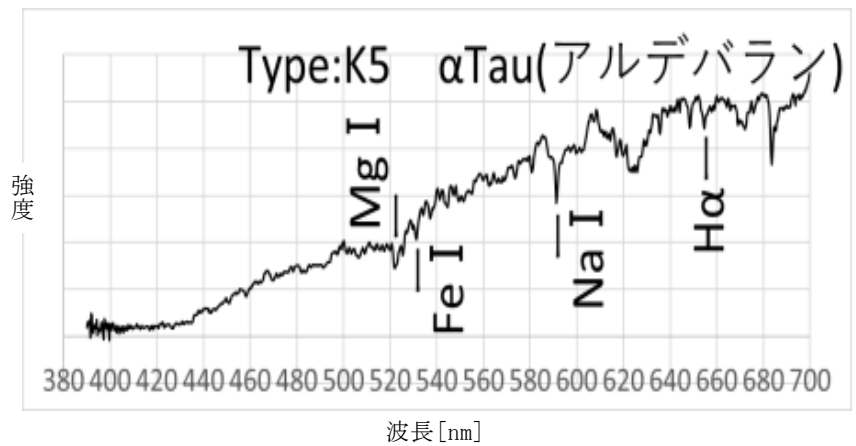
・カペラはバルマー線が弱まり、中性金属線(NaI,MgI)とGバンド(CH)が表れ、G型星の特徴がみられる。(25:15,53.2°)



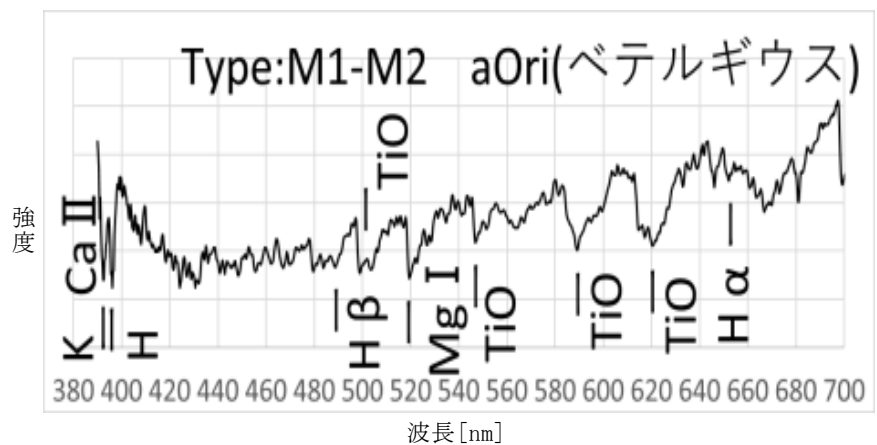
・ポルックスには K 型星の特徴の重なり合う中性金属線(輪郭のギザギザ)がある。(25:30,75.8°)



・アルデバランもポルックス同様、K型星の特徴である重なり合う中性金属線がある。(24:40,41.8°)



・ベテルギウスは、酸化チタンの幅広い吸収帯や中性金属線が強く表れて、M型星の特徴がみられる。(22:05,60.4°)



【コラム 4.1】分光器用波長校正ユニットの開発

米子高専科学部は、鳥取県教育委員会の高校生向け活動予算である「とっとり夢プロジェクト事業補助金」の交付を受けて、天体観測用分光器に波長校正光源の光を入射させる装置「波長校正ユニット」を新しく開発し、2024年9月に鳥取県内の公開天文台等へ寄贈した。

本ユニットは図 5.23 のように望遠鏡と分光器の間にはさんで使用する。また、本ユニットは図 5.24 のように既製品の光路切換装置にボグの接続リングを組合せるだけで非常に簡単に製作できる。



図 5.23 開発した波長校正ユニット 望遠鏡と分光器の間にはさんで使用する

本波長校正ユニットの構成部品 → BORGの接続リングを主に使用

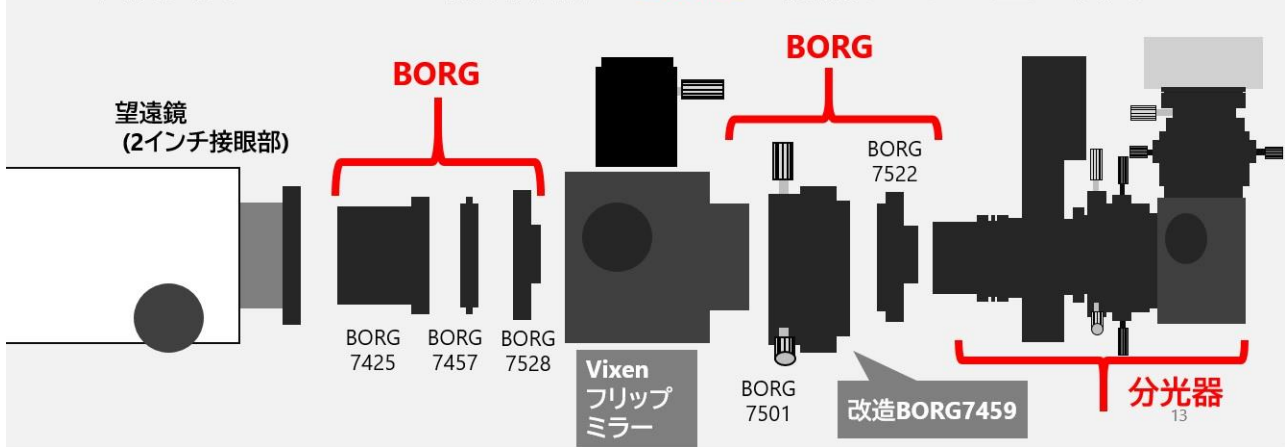


図 5.24 波長校正ユニットの構成図 本ユニットは既製品の光路切換装置にボグの接続リングを組合せるだけで製作できる

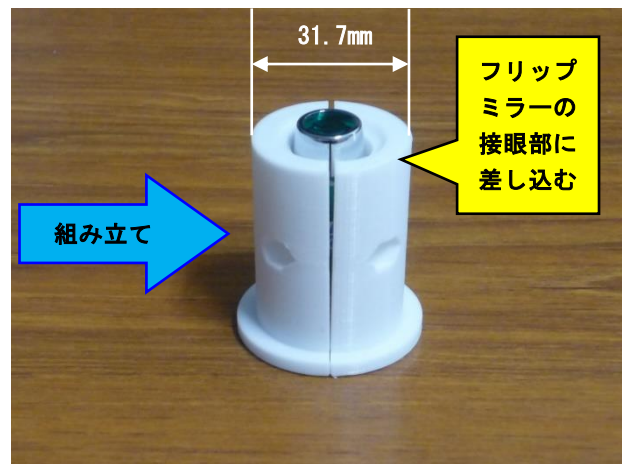
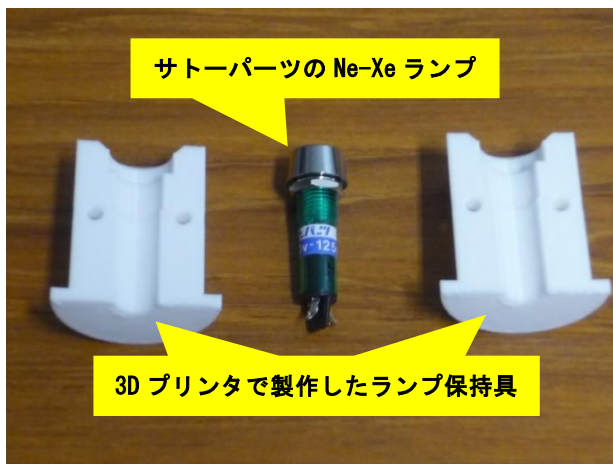


図 5.25 Ne-Xe ランプを波長校正ユニットに挿すためのランプ保持具

本ユニットでは、サトーパーツ製のパイロットランプ (Ne-Xe ランプ) を波長校正光源とした。Ne-Xe ランプを本ユニットに挿すために図 5.25 のようなランプ保持具が必要となるが、その CAD データは米子高専科学部のホームページで公開している。

<https://www.yonago-k.ac.jp/a112/a196/a214/a216/>

Ne-Xe ランプは図 5.26 のように短波長から長波長にわたって多数の輝線を放射しており、精度良く波長校正を行うことができる。また、Ne-Xe ランプは 1 本千円程度で購入できるため、既製品の波長校正ユニットが 10~25 万円程度と高額であるのに対し、本ユニットは 2 万 6 千円と極めて安価に製作できる。

ところで天体分光観測でも白熱電球を用いたフラット撮像を行う。そこで、本ユニットでは白熱電球用の保持具も製作した。そのため、本ユニットを利用すればフラット撮像も容易に行えるようになった。

本ユニットはすでに複数の高校天文部が保有している昭和機械製作所製の VEGA 等の既製の分光器にも接

続できる。一方、本ユニットは望遠鏡と分光器の間にはさんで使用する。そのため望遠鏡に長いバックフォーカスが必要となる。しかし、テスト観測の結果図 5.27, 5.28 のようにあらゆる望遠鏡で合焦可能であることが確認された。以上のことから、本ユニットは、天体分光観測を行う上で非常に強力なツールになると考えられる(竹内他 2025)。

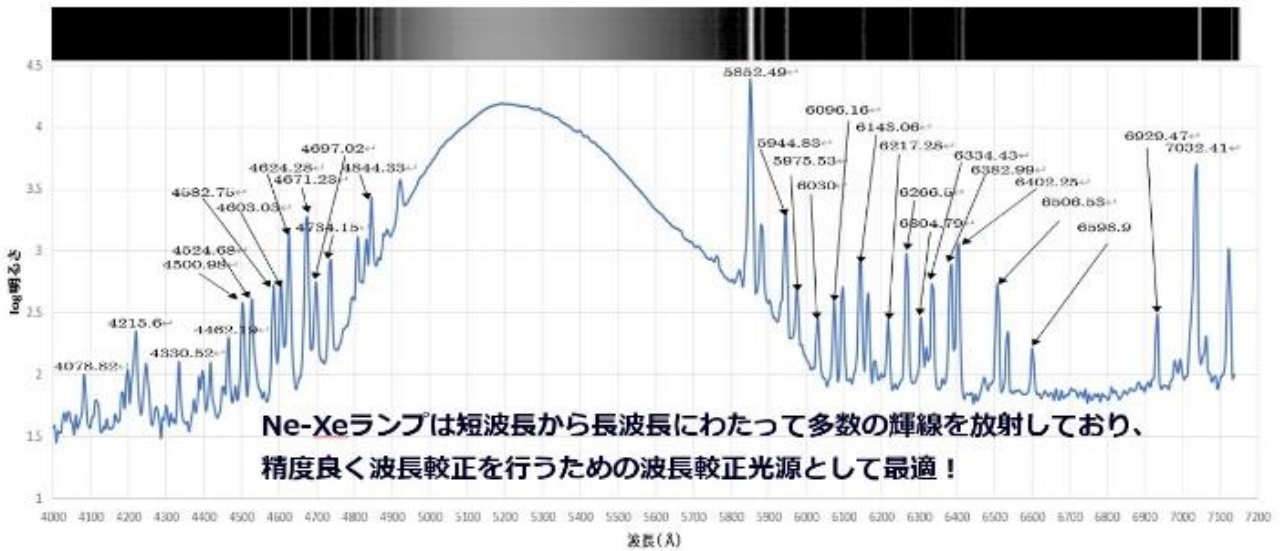


図 5.26 Ne-Xe ランプは短波長から長波長にわたって多数の輝線を放射している



図 5.27 高校天文部での利用が多い Meade 製シュミットカセグレン+VEGA でも合焦が確認できた

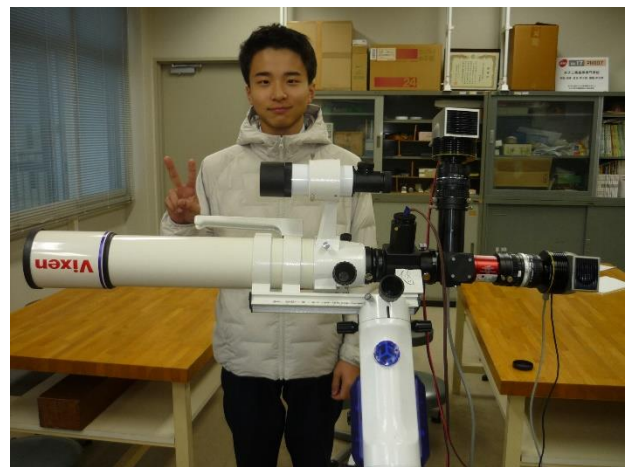


図 5.28 高校天文部での利用が多い小型望遠鏡ビクセン製 ED81S+VEGA でも合焦が確認できた

第6章 様々な天体のスペクトル撮像

第6章では、月のような近傍の天体から銀河のような遠方の天体に至るまで、様々な天体のスペクトルの撮像について記述した。ただし、各天体のスペクトルの「概論」ではなく、低分散分光器でも実施可能な「トピックス的」な観測テーマを中心に扱った。ここに記載したテーマの中には日本天文学会ジュニアセッションで高校生達が低分散分光器を用いて行った研究テーマも含まれている。これらの情報が天体分光観測を行おうと考えている高校の天文部の生徒の皆さんや顧問の先生方の参考になれば幸いである。

6.1 月のスペクトル

月で最も興味深い天文現象は月食であろう。皆既月食時月面は赤褐色になる。その赤褐色の「赤さ」は大気中のチリの量によって月食のたびに変動する。

6.1.1 皆既月食時の月面の色温度

「色温度」を皆既月食時の月面の「赤さ」を表す尺度として利用することを考えた。色温度とは物体の色を、黒体を加熱した時の色と比較して、同じ色となる黒体の温度で表す尺度であり、図6.1.1の様に青い空の色温度は12000K、ハロゲンランプは3000Kとなる。

色温度



図 6.1.1 身近な光の色温度

本節では、2021年11月19日の月食の分光観測で調べた本影内での月面の色温度と明るさの関係について紹介する。この月食では望遠鏡に京都虹工房製の分光器「光藝」を取り付け、最大食が過ぎた18時25分から本影食が終わる19時25分まで5分間隔で本影中心に最も近づく月の北極付近のスペクトル撮像を行った。なお、適正露光が不明だったため60秒、10秒、1秒と3段階の撮像を行ったが、本影食の終了が近づくと月面が明るくなったので適宜露光を短くした。また、比較のために本影食が終了した19時50分と半影食も終了した21時05分にもスペクトルを撮像した。

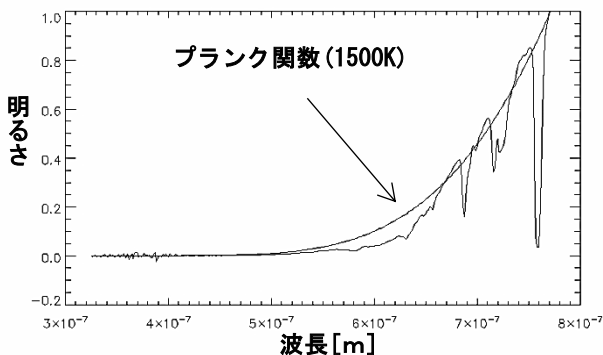


図 6.1.2 月食中の月面のスペクトルと色温度

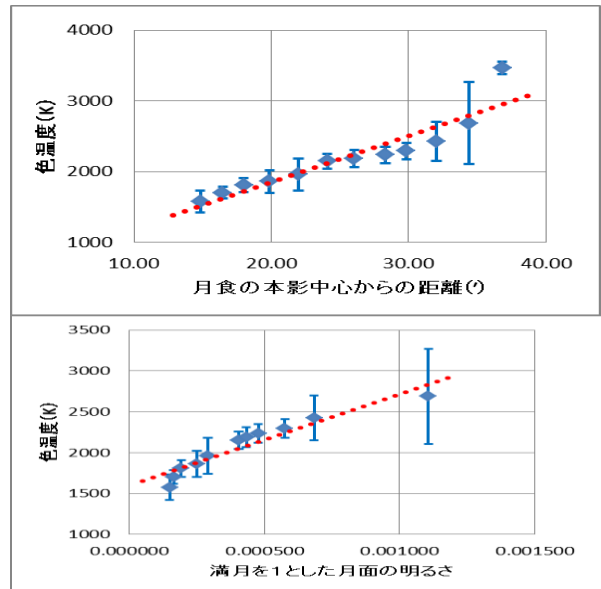


図 6.1.3 上：月面の色温度と本影中心からの距離の関係 下：本影食中の月面の色温度と明るさの関係

図6.1.2に18時25分に撮像した月面のスペクトルを示す。このスペクトルにプランク関数をあてはめたところ $T=1500\text{K}$ で比較的良くフィットできることが分かる。このようにして複数名で独立に測定し、色温度の平均値と誤差を求めた。

続いて、月面の色温度と本影中心からの距離のグラフを作成したところ、色温度は本影中心からの距離の増加関数であることがわかった(図6.1.3上)。そこで、月面の明るさと色温度との関係を調べたところ、明るさと色温度にも正の相関があることがわかった(図6.1.3下)。ダンジョン (André-Louis Danjon, 1890 - 1967) が定めた「ダンジョンの尺度」とは皆既月食時の月面の色と明るさを単一尺度であらわすものである。図6.1.3下から両者には相関があるので、本結果はダンジョンの尺度の正当性を支持する結果といえる。

6.1.2 オゾン層の吸収帯の等価幅

ところで、今回得られたスペクトルには 5000\AA 付近を中心とした、 4000\AA から 6000\AA にわたる盛りあがりが見られた。そこで、今回撮像したスペクトルを重ねて表示したところ(図6.1.4)、時間がたつ(本影中心から離れる)にしたがって緑色の盛りあがりが高くなり、これがターコイズフリッジとして見えていることが分かった。

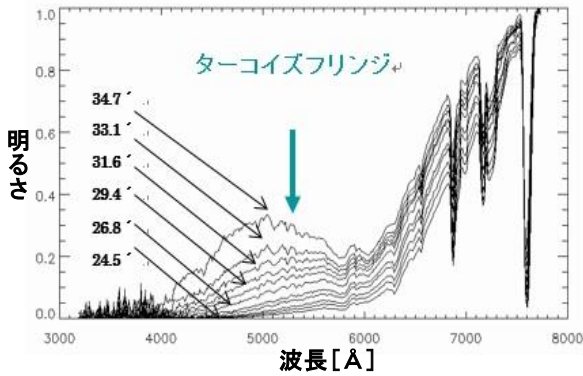


図 6.1.4 ターコイズフリンジのスペクトル 左の数字は本影中心からの距離

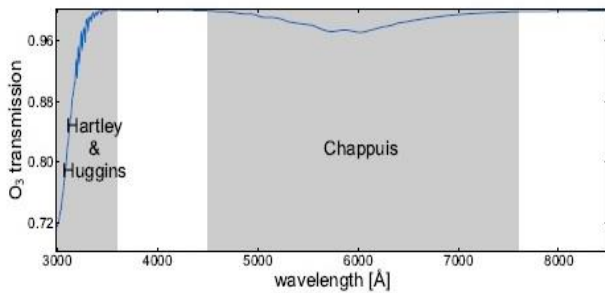


図 6.1.5 オゾン層の透過率 6000 Å 付近にも吸収帯がある (Buton et al. 2013)

一方、図 6.1.4 は 6000Å 付近が凹んでいるとも解釈できる。そこで、その凹みを図 6.1.5 のオゾン層の透過率と比較した。すると、両者は曲線の微小な凹凸まで一致した。つまり、この凹みはオゾン層の吸収によるものと考えられる。そこで、オゾン層の吸収による吸収量を次式で定義される『等価幅 W 』^{*1}で定量化した。

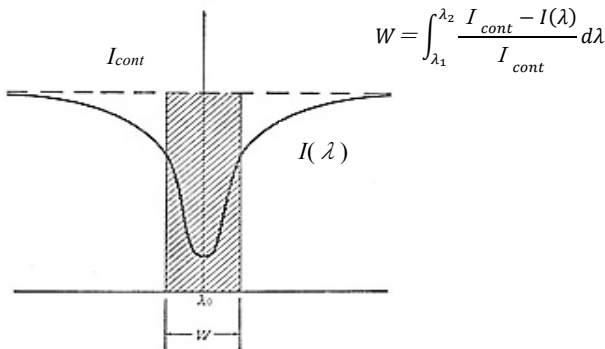


図 6.1.6 等価幅のイメージ図 (Gibson 1978)

上式より、等価幅を計算するには連続光レベル I_{cont} が必要である。しかし、厳密に連続光レベルを求めることは困難である。一方、本影内の月面のスペクトルは明るさを対数表示すると比較的簡単な右上がりの関数となる。そこで、図 6.1.7 のように直線で連続光レベル I_{cont} を近似し、短波長側の接点 (λ_1) から長波長側の接点 (λ_2) まで数値積分することにより等価幅 W を求めた。

ところで、米子高専科学部は 2022 年 11 月 8 日と 2014

年 10 月 8 日の皆既月食でも分光観測を行った。そこで、それらの分光観測結果を用いてオゾン層の吸収帯の等価幅を求め、その本影中心からの変化を調べた (図 6.1.8)。

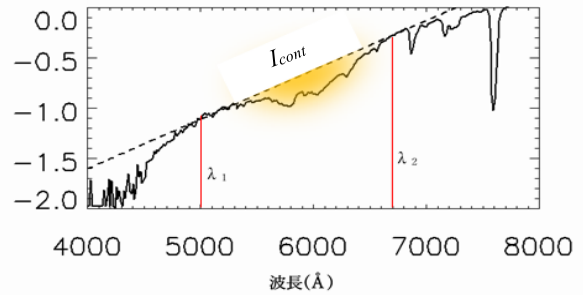


図 6.1.7 λ_1 から λ_2 まで数値積分することによりオゾン層の吸収帯の等価幅 W を求めた

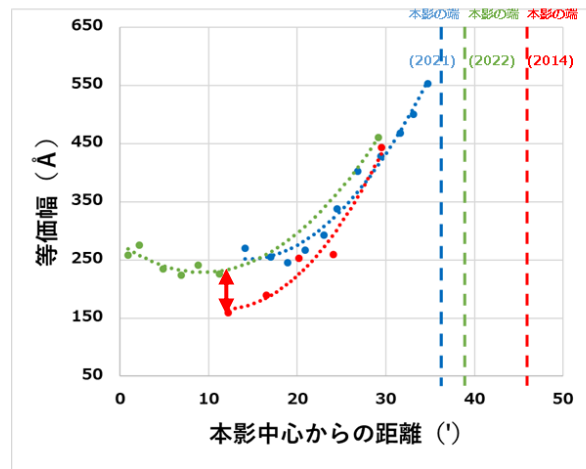


図 6.1.8 本影中心からの距離によるオゾン層の吸収帯の等価幅の変化。2014 年の等価幅は本影中心付近で有意に小さい、つまり吸収が少ない。

図 6.1.8 より、2021 年と 2022 年の等価幅は同じ曲線上に載っているように見える。これは、本観測の測定精度では 1 年程度の時間経過でのオゾン層の変化は検出できないことを表している。ところが、2014 年の等価幅を見ると、本影中心付近では 2014 年の方が有意に低いように見える。これは、2014 年の方がオゾン層による吸収が少なかった、つまりオゾンの量が少なかったことが原因と説明できる。

フロンガスによるオゾン層破壊が観測されたのは 1980 年代で、先進国では 1996 年にフロンガスが全廃された。そのため、近年オゾン層は回復しつつあると報告されている (佐々木 2007)。このことから、本研究ではオゾン層の回復を検出した可能性がある。

本研究は分光器さえあれば高校生でも地球のオゾン層のモニター観測が可能であることを示しており、2022 年度から高校で必修化された探求学習のテーマとしても適していると考えられる。なお、本研究は朝日新聞社主催の JSEC2022 第 20 回高校生・高専生科学技術チャレンジで米子高専科学部が発表し、優秀賞を受賞した研究である (竹内他 2023)。

*1 注目している吸収線による吸収量が連続光の幅何 Å 分に相当するかを表す物理量

6.2 彗星のスペクトル

彗星は「汚れた雪玉」に例えられ、その直径は数 km 程度である。雪(氷)は、 H_2O 、 CO 、 CO_2 、 H_2CO 、 CH_2OH 、 CH_4 、 C_2H_2 、 HCN など多種類の成分からなる。汚れ(ダスト)は、 SiO_4 を主成分としたケイ酸塩である。この中には、 Na 、 Fe などの金属原子が含まれている。この数 km の彗星本体は、「核」とよばれる。

彗星は、太陽に近づくにつれて、核から氷の昇華が盛んになり、分子(ガス)からなる「コマ」を形成する。コマの直径は、数万から数十万 km である。核から放出された成分は、さらに尾(テイル)を形成する。 CO^+ 、 H_2O^+ などのイオンは、太陽と反対の方向にプラズマテイルとして、ダストは彗星の軌道運動と太陽放射圧によって、滑らかな曲線を描くダストテイルとして観測される。小口径、低分散の分光器では、彗星コマやテイルが観測対象となる。

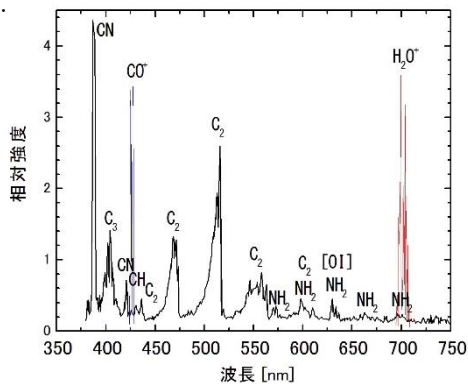


図 6.2.1 彗星コマのスペクトル例 (鈴木他 2013)

6.2.1 彗星コマのスペクトル

コマの中には、核から放出されたガスとダストが混在している。コマの典型的なスペクトルを図 6.2.1 に示す。ガスは気体分子の中でも反応性に富む分子で、密度の低い希薄なコマでのみ存在する「ラジカル」である。多くの彗星には、 CN 、 C_2 、 C_3 、 NH_2 などが認められる。ラジカルは太陽光を受けて、輝線スペクトルを放出する。この輝線は広い幅となって観測されるため、「バンドスペクトル」と呼ばれる。高分散の分光器で、バンドスペクトルを観測すると、細かな輝線の集まりであることがわかる。

複数の原子からなるラジカルは、電子遷移だけでなく、分子結合の振動・回転によるエネルギーの差によって、様々な波長の輝線をつくる。ダストは太陽光を反射して光るため、連続スペクトルである。ただし、ダストの光学特性や粒径分布によって、波長が長くなると光が強くなるなど、太陽光とは異なるスペクトルを示すことがある。

6.2.2 観測

分光器のスリットが、コマ中心(核)を通るように設定する。可能であれば、図 6.2.2 のように、太陽方向(A)、

およびそれと直角方向(B)の2方向で撮影するとよい。観測時の彗星に対する太陽の位置角^{a)}は、スペクトル観測だけでなく重要な値である。彗星が観測される高度は低いことが多く、背景大気(スカイ)の明るさを、慎重に考慮しなければならない。そのため、彗星コマから離れた天域で、スカイのスペクトルを、彗星観測の前後で撮影する。

コマは数分角以内が多いため、月の視直径(30分角)程度ずらして撮れば十分である。ただし、両者の時間差、それによる高度差によって、大気の変動を完全に考慮することは難しい。

彗星は太陽に接近すると、見かけの動きが大きくなり、恒星時追尾では明らかにずれていく。彗星の動きに合わせてスリットビューワーで監視、追尾したり、彗星ガイディング機能を使うとよい。しかし簡単には、短時間露出で撮影したスペクトルを重ね合わせ S/N を上げるという方法がある。この場合、観測中にコマがスリットから外れないように、スリット幅に応じた撮影時間の限度は見積もっておかなければならない。

一般の撮像観測と同様に、ダーク、フラット、フラットのダークなど、一次処理に必要な画像も合わせて取得しておく。スペクトルの波長較正に必要な比較スペクトルは、「光害光」の輝線が使える(これは日本での現実対処)。

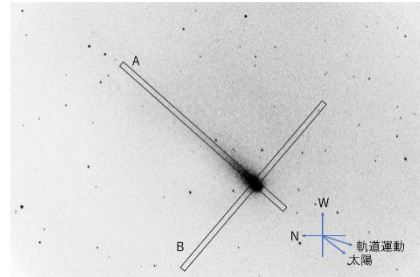


図 6.2.2 スリット位置模式図 太陽方向 A, 直角方向 B

6.2.3 解析

彗星、スカイについて適切な一次処理を行なった後、彗星からスカイを減算する(図 6.2.3)。図 6.2.3 で使用した望遠鏡の焦点距離(fl)は 2400mm (F=8)、CCD カメラのチップサイズ(sq)は $4.54\mu\text{m}/\text{ピクセル}$ 、彗星と地球との距離(Δ)は 1.09 au であった。よって、ピクセルあたりの実距離(d_r)は、

$$d_r = 1.5 \times 10^8 \cdot \Delta \frac{\text{sq}}{\text{fl}} \approx 309$$

輝度のプロファイルは、マカリのグラフ機能(鈴木他 2016)を用いて描いたもので、コマ中心を含む 6 ピクセルの幅でサンプリングしてある。したがって、直径が約 1800km のコマの値となる。焦点距離が短い明るい光学系で、スリット長の長い分光器であれば、コマの外側まで撮影が可能である。

さらに、波長較正と標準星による分光特性の補正を行う。波長較正は、低分散であれば一次式で近似できる。図 6.2.3 のスペクトルでは、ピクセル値(x)に対する波

長(λ)は、プロファイルをエクセルなどでグラフ化すると、近似式計算機能を用いて求めることができる。ここでは、以下の関係を得た。

$$\lambda = a \cdot x + b = 0.745 \cdot x + 297$$

図 6.2.4 に同定した結果を示す。コマに存在する典型的なラジカルが検出された。

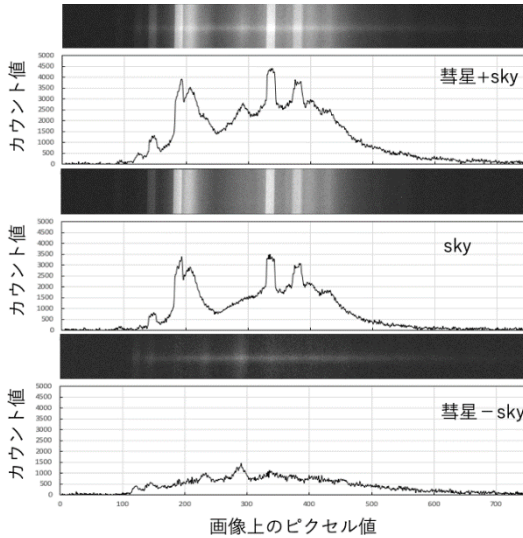


図 6.2.3 ATLAS (C/2019 Y4) 彗星 2021年3月20日撮影 (大島 修 氏)

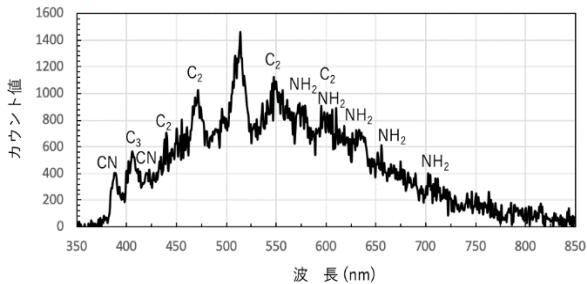


図 6.2.4 波長同定の結果

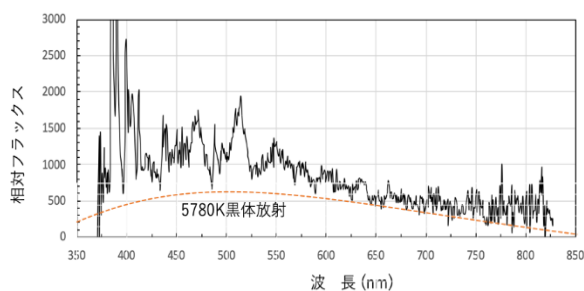


図 6.2.5 分光感度補正の結果

分光感度特性を調査する標準星は、水素のバルマー線が目立つ A 型星が適当である。ここでは、図 6.2.4 で得られた結果に、標準星 HD103287 の観測を適用した(図 6.2.5)。彗星を観測した時刻と少し離れているため、400nm 以下の短波長側の精度はあまりよくない。図 6.2.5 には、太陽の表面温度(5780 K)に相当する黒体放射の値を、スケールを合わせて破線で示した。これがダストによる太陽光の反射成分に近い。厳密な議論をする

ためには、太陽に似ている恒星(G2 型, B-V=0.65)を撮影して、その較正データを用いる。

6.2.4 研究の方向

彗星は、太陽系の中でも熱変性を受けていない始原的な物質を含むと考えられている。また、観測される組成が、すべて同じでないことも知られている。具体的には、ガスとダストの比、 C_2 とCNの比などが指標となる。組成の差異は、彗星が形成された場所における物質の不均一性、温度条件などに由来する。短周期彗星の場合には、太陽による風化も関係する。

低分散分光による観測は、彗星による組成の違いを大まかに見るために偉力を発揮する。特に、オールド雲からの新彗星は、観測準備が整わないうちに地球に接近することが多く、大きなチャンスである。また、太陽との距離によって、彗星の活動は変化するため、連続的な観測も重要である。

コマの外側 100000km 程度までの観測ができると、核からの距離(r)によるラジカル、ダストの物理過程が求められる。このためには、スリットの長辺方向のプロファイルを作成する。たとえば、最も強い C_2 バンド(510nm 前後)と、その近傍の連続光(525 nm 前後)に注目してみよう。図 6.2.3 で得られた画像をもとに、前者から後者のプロファイルが減じると、 C_2 のみのプロファイルが得られる。これと連続光のプロファイルを比較する。図 6.2.6 は、コマ直径が約 21000km の範囲の変化を示している。 C_2 は、 C_2H_2 などの分子が崩壊したもので、これらの拡散速度と寿命によって C_2 のプロファイルが決まり、フラックスは e^{-x} で減少していく。一方で、ダストは核からの直接的な放出であるため、 $r^{1/2}$ で減少していく。

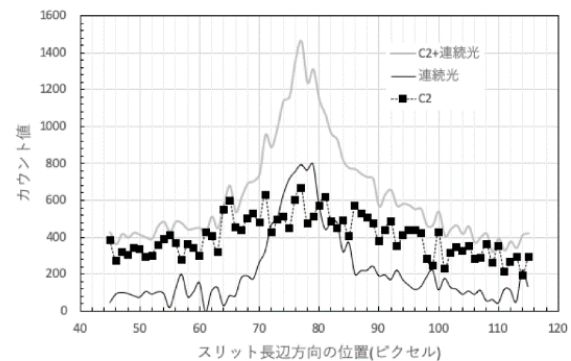


図 6.2.6 彗星コマにおける動径方向プロファイルの例

6.2.5 参考資料 ^{*a} 太陽の位置角

Astroarts のステラナビゲータで、彗星を表示させて拡大していくと、プラズマテイルとダストテイルが表示される。前者のテイルの反対方向が太陽の方向である。もっと正確に知りたい場合には、NASA の HORIZONS サイト (<https://ssd.jpl.nasa.gov/horizons/>) を使うとよい。位置推算の Table setting で PsAng が、太陽位置角である。

6.3 太陽のスペクトル

太陽は表面温度約 6000 [K] の黒体放射に相当する電磁波を放出している。その連続スペクトルは太陽表面と地球上の観測者の間にある原子や分子による吸収により、 Fraunhofer 線と呼ばれる吸収線を含むスペクトルとして観測される。つまり、太陽大気と地球大気に存在する原子や分子による吸収が見られる。そして、この吸収線を調べることにより様々な物理量を知ることができる。

表紙・裏表紙の”A High Resolution Solar Spectrum from 355 to 878 nm” は、太陽の可視光領域のスペクトルアトラスで、主な吸収線の元素名と電離状態 (I : 中性, II : 1 階電離)、波長が nm の単位で記されている。この資料は、P.27 で紹介した高分散分光器により、波長をシフトさせながら撮像した約 80 枚のカラースペクトル画像を合成して作成したものである。また、表示する元素の選定は定金晃三先生によるものでその詳細は以下のような基準をもとに行った。

・線同定は改定 Roland 表 (Moore, Minnaert and Houtgast, 1966, NBS Monograph No. 61) を基礎に行い、

竹田洋一氏 (国立天文台) 作成のソフトウェア *sptool* を用いてブレンド (別の線の混入) のチェックを行い、ほぼブレンド無しと判定されるものを用いる。

・見やすさを考慮して、混み合い過ぎないように 10 nm 当たり概ね 8~10 本程度を目安とし、省く場合には Fe I 線の弱いものから省く。

・Fe 以外で少数の線しか無い元素の場合はそれを優先する。

・できるだけ多くの元素、イオンの線を記載するように考慮する。

・理科年表天文部「主な太陽吸収線」に記載の太陽の強いスペクトル線は全てを記載し、Fraunhofer の記号 (A,B,…) を記載する。

・波長軸に沿って 1nm おきにマークを入れる。

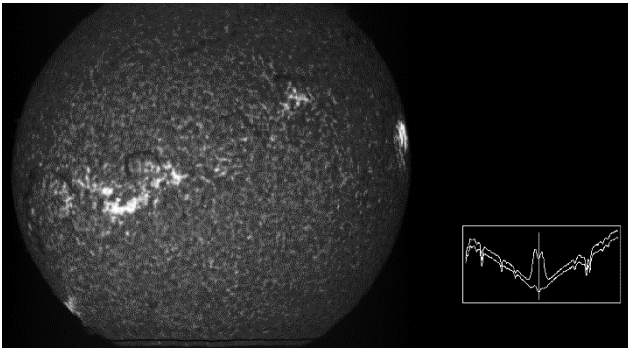
スペクトルの色は、基本的には使用したカラー CCD カメラ (Atic Titan Color) 付属の撮像ソフト (Artemis Capture / Atik Cameras Ltd.) が示した色をそのまま採用している。しかし、紫外域 (H線より短波長側) と近赤外域 (A線より長波長側) では、例えば、紫外域で赤色のセンサーが感度を有して赤く表示される、などのことが起こるため人工的に着色を行った。

【コラム 6.1】スペクトロヘリオグラムの作成

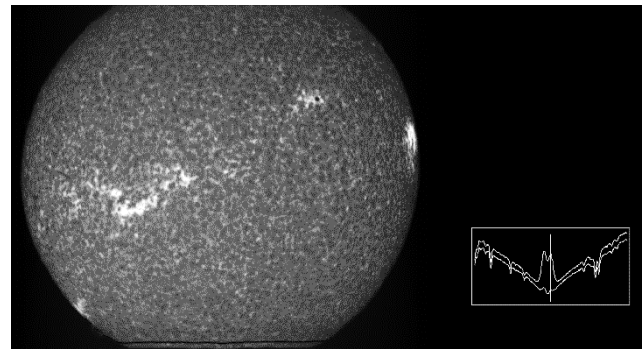
吸収線はただ黒いわけではなく、吸収する物質の状況を反映した濃淡がある。そこで、望遠鏡で太陽を結像させ、その像を分光器のスリットでスキャンし、選んだ吸収線の輝度情報を並べるとその吸収線の単色太陽画像を作成することができ、これをスペクトロヘリオグラムと呼ぶ。フィルムカメラの時代には第一スリットで太陽をスキャンし、スペクトル上の目的とする波長位置に第 2 スリットを置き、フィルムを太陽スキャンと同期して移動させることで太陽単色画像を撮像していた。この方法による Ca II K 線による観測は、1910 年代から国立天文台 (当時の東京天文台) や 1940 年代からは京都大学生駒山太陽観測所でも行われてきた。現在ではデジタルカメラに替わり、スキャンしながらスペクトルを連続撮像し画像処理することで単色画像を作成する。国立天文台三鷹キャンパスの太陽地上観測での偏光による磁場測定や京都大学飛騨天文台のドームレス太陽望遠鏡などでもスリットスキャン観測が行われている。

この原理を用いて、P.27 で紹介した高分散分光器によるスリットスキャン観測を紹介する。その方法は、まずスリットを太陽の南北方向にし、太陽の東側リムを少し外したところにセットする。連続撮像を開始し、赤道儀の赤経微動ボタンを押し続けて東から西方向にゆっくりスキャンする。露出時間にもよるがフレームレートが毎秒数コマで約 15 分くらいかけてスキャンすると数千枚の画像が得られる。これを処理することでスペクトロヘリオグラムが得られる。

その例を図 6.3.2 に示す。この方法の優れているところは波長方向の情報を持っていることで、吸収線センターだけでなくウィング (吸収線の中心からわずかにずれた波長) でのヘリオグラムも得られる。H α や CaII K では吸収線センターでは太陽彩層の上部を、センターからずれるにしたがって彩層高度が低くなることが知られており、彩層を立体的に見ることができる。

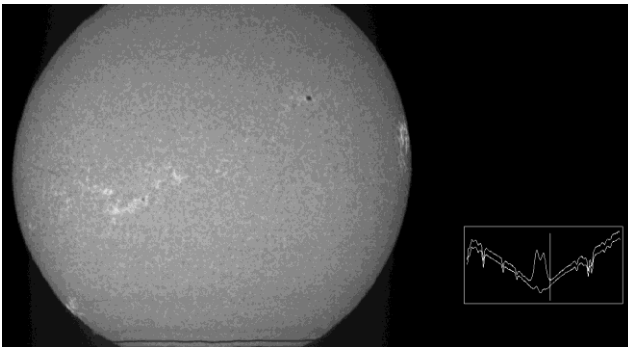


K3 Ca II K (393.368 nm center)



K2r CaII K3 + 0.015nm

図 6.3.2-1 Ca II K 吸収線の多波長スペクトロヘリオグラム 約 5500 枚のスペクトル画像から作成した。(画像の上下が切れているのはセンサーサイズが太陽直径よりも小さいため)



K1r Ca II K (393.368 nm + 0.045nm)



CaII K3 + 0.080nm

図 6.3.2-2 Ca II K 吸収線の多波長スペクトロヘリオグラム 以上, 2016 年 10 月 15 日 自作分光器 Ca II K, 4 次スペクトルの観測から

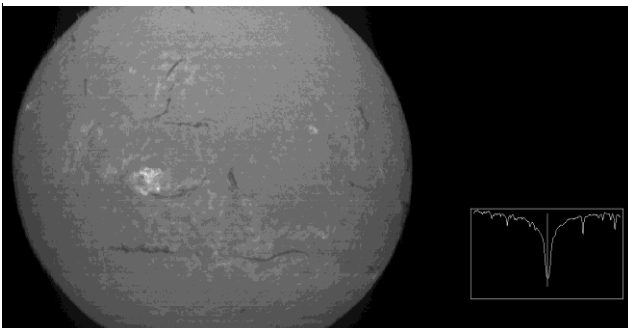
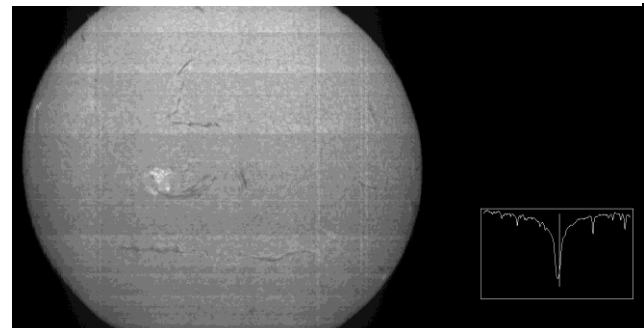
H α center (656.281 nm)H α (656.281 nm + 0.03nm)

図 6.3.2-3 H α 吸収線の多波長スペクトロヘリオグラム 約 2800 枚のスペクトル画像から作成
(画像の上下が切れているのはセンサーサイズが太陽直径よりも小さいため 縦横の縞模様はサンプリングの際の 1 ピクセル分の諧調飛びによる)

【コラム 6.2】太陽の差動回転測定

太陽は現在、詳しい表面の様子が直接観察できる唯一の恒星だ。ガリレオ・ガリレイ (Galileo Galilei, 1564 – 1642) は 1612 年 6 月から 7 月にかけて、黒点スケッチを 1 ヶ月以上連続して行い、太陽が自転していることを発見した。その後 1863 年リチャード・クリストファー・キャリントン (Richard Christopher Carrington, 1826 – 1875) は黒点スケッチから赤道と極では自転の角速度が異なることを発見し、太陽面緯度と角速度の関係式を得た。1885 年ファウはこの式を改良し $\xi = a - b \sin^2 \phi$ を得た (ξ : 角速度, ϕ : 太陽面緯度, a , b : 定数)。このような太陽面緯度での自転角速度の違いを差動回転, 差動自転, もしくは赤道加速とよんでいる。

この差動回転は太陽面緯度で出現範囲が限られている黒点だけでは完全な差動回転の様子が分からないのでダークフィラメント, 極域白斑, 光球磁場, スペクトル線の観測でもしらべられている。

スペクトル線の観測では, ドップラー効果から視線速度を求めることができる。太陽の縁で太陽面緯度 0 度から 90 度まで, 15 度おきに分光器のスリットをあてスペクトルを取得し, マカリなどを利用してスペクトルトレースを作成しドップラー偏移量を求め, 縁での視線速度を自転速度とみなすのである。

対象とするスペクトル線の静止波長を λ , ドップラー偏移量を $\Delta\lambda$, 視線速度を v , 光速を c とすると,

$$\Delta\lambda/\lambda = v/c \cdots (1) \text{ 式}$$

と書き, $\Delta\lambda$ が測定できれば, 視線速度が求まる。

図 6.3.3 は花山天文台太陽館シーロスタット高分散分光器を用いた生徒実習で得られたスペクトルである。この図で, 二本の細い吸収線は地球大気の酸素分子線で, 太陽の自転など関係がない。一方, 太い 2 本の吸収線は太陽大気起源の中性鉄吸収線で酸素分子線を基準にして見ると赤道に近いほど長波長側にずれていることがわかる。このズレをドップラー効果によるものとして速度を測定する。

このようにして得られた視線速度は次のような速度場を含んでいる。

- 1) 太陽の自転によるドップラー効果 : V_e, V_w
- 2) 地球の公転によるドップラー効果 : α
- 3) 地球の自転によるドップラー効果 : β
- 4) 太陽の重力赤方偏移 (約 0.6km/s) : γ
- 5) 光球ガスの運動 (粒状斑) と 5 分振動によるドップラー効果

5) の速度成分は太陽の縁では比較的小さいと見込まれる。そこで, ほぼ同時刻に観測された同緯度の東西の視線速度を平均すると

$$V = \{(V_w + \alpha + \beta + \gamma) - (V_e + \alpha + \beta + \gamma)\} \div 2$$

そうすると, 自転速度以外の速度成分はキャンセルされて, 各緯度の自転速度が分かる。速度の値は小さいので, 自転角速度に変換して南北両半球で得られた差動回転が得られた (図 6.3.4, 図 6.3.5) (西村他 2016a)。

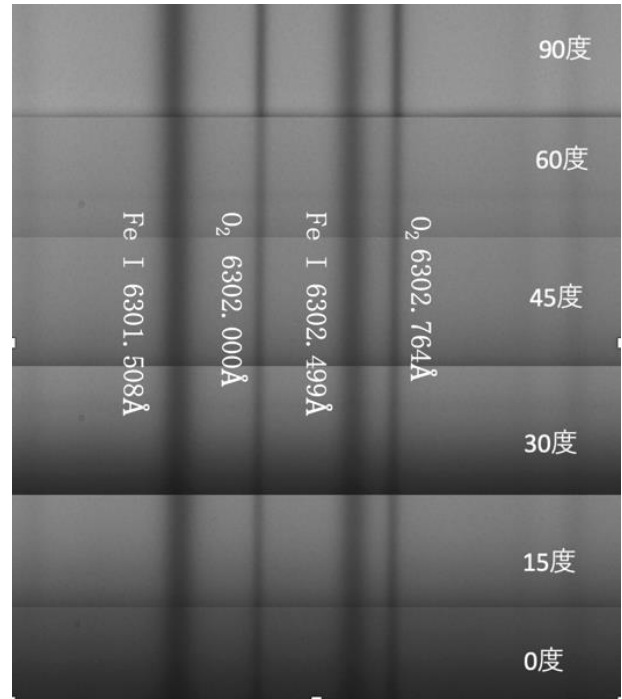


図 6.3.3 太陽北西面の緯度 15 度ごとのスペクトル線のドップラー偏移, 花山天文台で洛東高校生が撮影 (2009 年 8 月 19 日)。図の縦軸はスリット長方向, 横軸は波長で右側が長波長である。

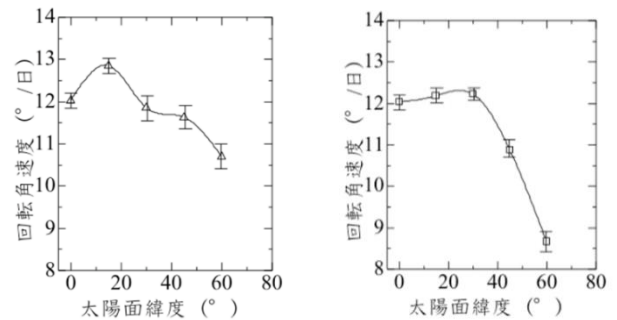


図 6.3.4 (左) 高校生が調べた太陽の北半球の差動回転 図 6.3.5 (右) 同じく, 太陽の南半球の差動回転 縦軸は回転角速度 (自転角速度), 横軸は太陽面緯度である。

図 6.3.4 と図 6.3.5 を見ると高緯度に行くほど自転角速度が小さくなる事はわかるがなめらかな曲線ではない。この原因は太陽の縁に当てるスリットの位置と角度 (花山天文台ではスリットは回転できない。) にあり, 特にスリットの位置は緯度の面, スリットが若干光球の内側に当たり, 得られる速度が小さくなる傾向がある。差動回転測定の方法を用いることで, 5 分振動の測定に成功した (西村他 2016b)。同じ波長域では黒点磁場測定を行えた (第 2 章コラム 1 参照)。高分散分光ならではの醍醐味がある。

6.4 恒星のスペクトル

ここでは恒星に特徴的なスペクトルを見ていく。恒星スペクトルの研究は中分散から高分散で行われることが多い。そのため、分光器を備えた公共天文台以上の施設で観測を行うのが普通である。しかし、工夫次第ではアマチュア天文家でも手が出しやすい小型望遠鏡と低分散分光器の組み合わせでも、研究に貢献することができる。本節ではこのような視点で行われた観測も取り上げる。その場合、感度較正、フラックス較正を施したスペクトルでなくても測定できる『等価幅』の測定が取り組みやすいテーマと考えられる。

6.4.1 星の自転と吸収線輪郭

星は自転しているために、そのドップラー効果によりスペクトル線は広がりを持つようになる。その効果は、自転軸と視線方向との角度 i と自転速度 v km/s により決まる量 $v \sin i$ によって定まる。図 6.4.1 は、 $v \sin i$ による線輪郭の変化を示す。これをテンプレートにして実際のスペクトル線の様子から自転速度を決定する（厳密に見積もるためには、フーリエ変換を利用する）。図 6.4.2 は実際のスペクトルの例を示す。同じスペクトル型の星でも $v \sin i$ によって、さらにスペクトル線が単線、複線、ブレンドの組み合わせ方による違いがわかる。このようにして、すべてのタイプの星のスペクトル型のグループごとの自転速度を調べたのが図 6.4.3 で、スペクトル型が早期型の星ほど自転速度が速くなっていることがわかる。

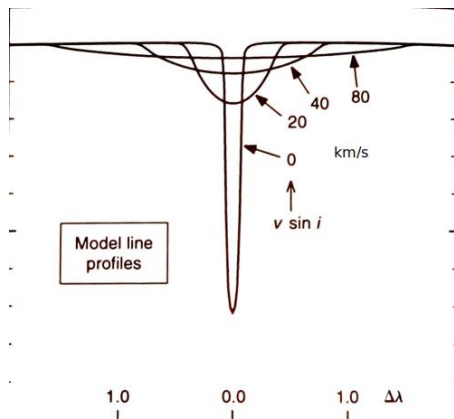


図 6.4.1 $v \sin i$ による線輪郭の変化 (Gray 2005)

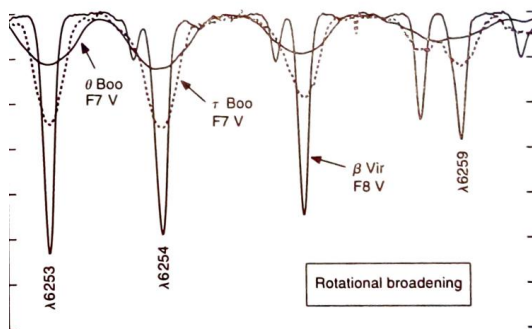


図 6.4.2 自転速度の違いによる実際のスペクトル線の線輪郭の変化 (Gray 2005)

6.4.2 Be 星

図 6.4.3 でわかるように一般に単独の恒星の自転速度は、スペクトル型が早期型になるほど速くなり、B 型星で最高になる。B 型星では高速自転のために赤道上での遠心力が重力に打ち勝って物質が星周へ放出される現象も見られることがある。放出されて赤道をリング状に取り巻くと、これは輝線となって見える。このような星を Be 星という。また他にも Be 星には連星系を形成している場合もあり、互いの引力の影響と進化による半径の増大でラグランジュ点から物質が星周へ流失しやすくなる場合、連星系が楕円軌道の場合には、伴星が近日点を通るタイミングで物質が引きずり出される場合もあったりする。

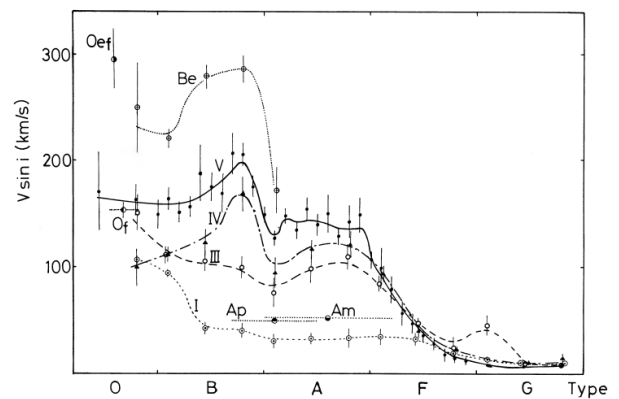


図 6.4.3 自転速度とスペクトル型の関係 (Fukuda 1982) 早期型の星ほど自転速度が速い傾向があることがわかる。"V" は主系列星, "Be" は Be 星のグループ。

6.4.2.1 プレオーネの輝線変化

Be 星として知られるプレアデス星団に属する星プレオーネの輝線が 2006 年から 2007 年にかけて大きく変化した (図 6.4.4)。それまであった外側の円盤の内側に新しい円盤が生まれたと解釈されている。図の矢印部がそれで輝線の一番外側に新成分が出現している。それは、ドップラー効果が大きい → 回転速度が速い → 半径は小さいことがわかる。さらに詳しい解析から古い円盤と新しい円盤は異なる傾きを持つこともわかった。

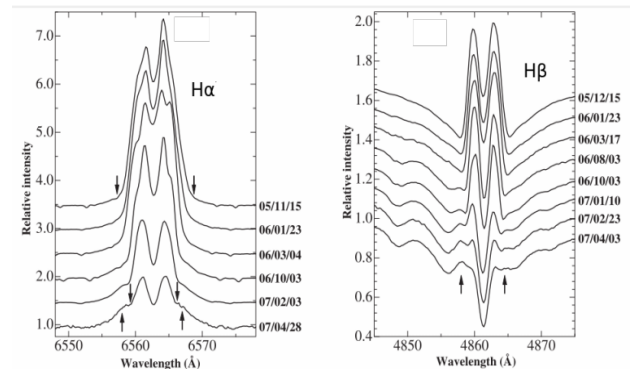


図 6.4.4 プレオーネの輝線変化 (Katahira et al. 2007)

6.4.2.2 普通の星が Be 星に突如変身 (δ Sco の場合)

プレオーネは、以前から Be 星であったが、普通の星が Be 星に変わるということも起こる。恒星の自転速度が最も速いのが B 型星であり、その赤道部は遠心力が強く膨らんでいる状態なので、何かきっかけがあればすぐにでも物質が放出される可能性がある。次のさそり座 δ 星 (δ Sco) は、伴星が近づいてきたタイミングでそれが起こったと考えられている。 δ Sco はごく普通の B 型星として知られていたが、2000 年 7 月 19 日ころ、それまでは見られなかった $H\alpha$ 輝線が観測され始め Be 星として認識された。明るさは、肉眼で 2.2 等から 2.0 等に増光しているのが AAVSO で記録されている。

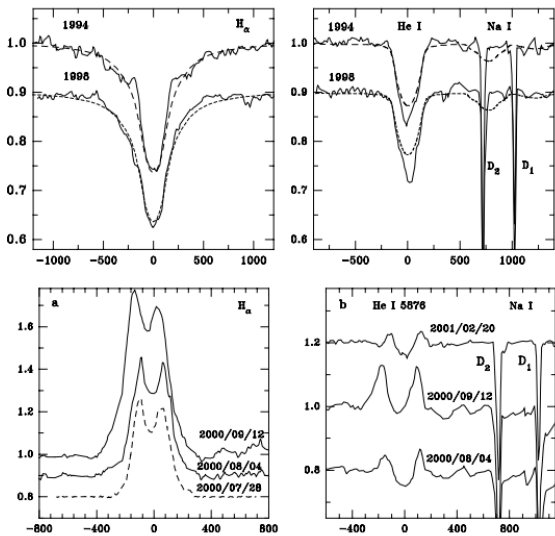


図 6.4.5 δ Sco が普通の星から Be 星に変化する様子 (Miroshnichenko 2001)。Be 星は変化するので、そのスペクトルを長期間モニターすると様々なことがわかってくる。このスペクトルは高分散分光器でえられた。

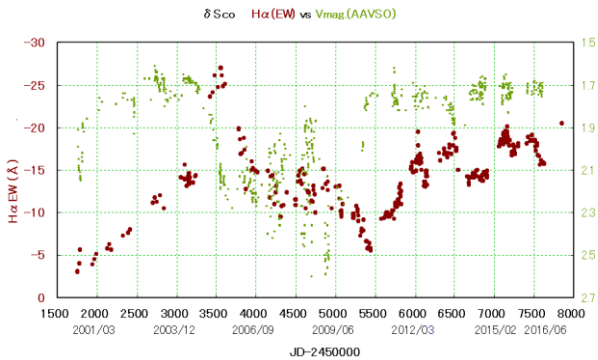


図 6.4.6 藤井氏による δ Sco の $H\alpha$ 輝線の等価幅の長期変化の観測 (Fujii, 2019)

この種の天体の研究には、図 6.4.4 のように輝線ごとの詳細を調べるには高分散スペクトルが適しているが、輝線の等価幅の長期変化を継続的に調べるには、小型望遠鏡 + 低分散分光器が活躍している。図 6.4.6 は、藤井氏による $H\alpha$ 輝線の等価幅の 15 年以上に渡るモニターである。この星は多重星系で、この Be 星現象は周期 10.58

年の連星系で起こっていて、2000 年 7 月に近日点を通じた際に輝線が発生した。

高速自転する主星の赤道帯にガスの円盤が取り巻くように形成されたのであろう。しかしそれ以降はずっと輝線の強度は変化しながらも消えずにいる。

6.4.3 P-Cyg 星

はくちょう座 P 星は、LBV (Luminous Blue Variable, 超巨星早期型変光星) に属する輝線星で、そのスペクトルは青側に吸収線成分、赤側に輝線成分を持った複合的な線輪郭が特徴である (図 6.4.7)。

恒星 S の周囲からガスが膨張している場合の線スペクトルへの影響 (a) 図の右方にある観測者から見ると、A の部分のガスは恒星 S を背景に観測者に向かって近づいている。そのために青方偏移した吸収線が見られる (b) 図の A。背景に光源を持たない E1 と E2 の部分のガスは、恒星 S の光によって励起され輝線スペクトルとなって観測者には見える。視線方向の速度を持たないために、ほぼ静止波長の位置に輝線が形成される。このタイプの輝線は、しばしば新星の増光期から極大をへて減光期にも現れる。P Cyg 型星のスペクトルによる研究は、輝線輪郭の研究には高分散分光が、低分散分光では等価幅の変化を調べるのが良いであろう。この場合でも各星により着目する視点は異なることがあるので先行研究を調べるのが重要であることは言うまでもない。(6.5 も参照のこと)

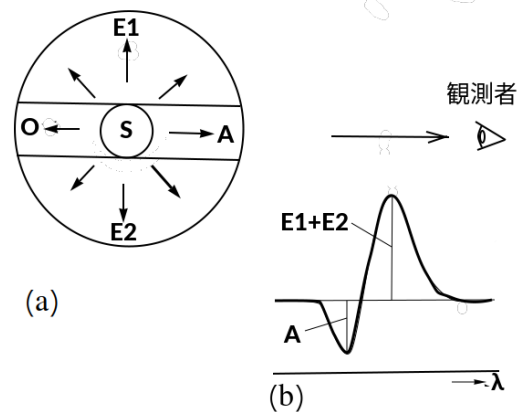


図 6.4.7 P Cyg 型輪郭のモデル

6.4.4 ベテルギウス

ベテルギウスは、赤色超巨星であるが近年の大型望遠鏡では常に恒星の円盤像が観測されていて、形や温度ムラの様子わかる数少ない恒星である。このことから、太陽が「太陽物理学」として 1 つの独立した分野を形成しているのと同様に「ベテルギウス物理学」が成立するのかもしれない。

2019 年から 2020 年 2 月にかけて、一等星ベテルギウスが異常に暗くなり、オリオン座の形が変わったような印象を受けた人も少なくないだろう。ベテルギウスは明るすぎて、普段は科学的観測の対象にしている人は多く

ない。筆者もこれまでになく暗くなったことがわかってから、「歴史的現象に立ち会った人間として、できる限りのデータを残さないといけない」と思い 2019 年末から晴れば必ず低分散スペクトルを撮り記録した。

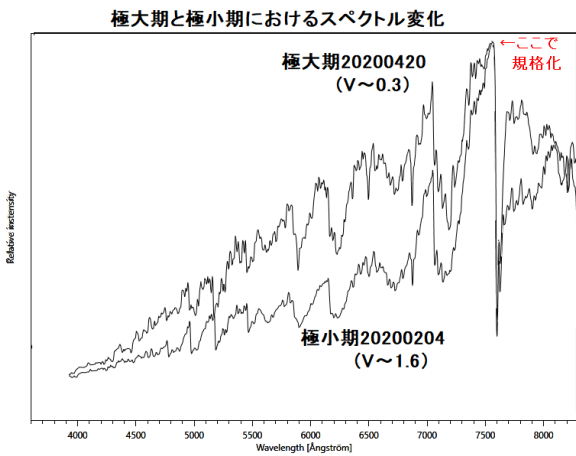


図 6.4.8 ベテルギウスの通常時と大減光時のスペクトル

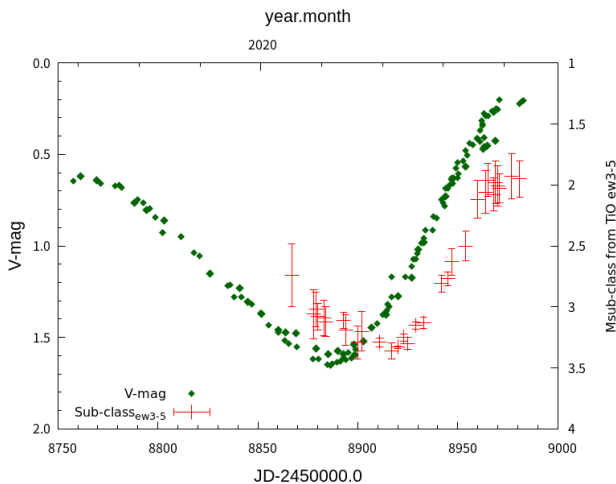


図 6.4.9 ベテルギウスの V 等級光度曲線と TiO 吸収バンドから求めた表面温度の変化（大島・藤井 2023 を改良）

図 6.4.8 は、口径 30cm 望遠鏡に低分散分光器を取り付けて写したベテルギウスのスペクトルで、TiO バンドが著しい。明るさの違いは大きいですが、スペクトルの特徴自体はそれほど大きな違いは見られない。しかし、TiO バンドの深さを等価幅（実際には、可視域では連続光が不明なため本来の等価幅は測定できないので、1つのバンドの両端を基準としてその間の凹みを疑似等価幅として測定した）として測ると、表面温度の変化の様子を把握できることがわかった。図 6.4.9 は、そのようにして測った 3つのバンドの疑似等価幅を、100 個ほどの M 型星の同じ TiO の疑似等価幅と比較して M 型サブクラスの数字として表したものである。V 等級の極小時期から 1ヶ月ほど遅れて表面温度（決して場所的に均一ではないものの全体の平均値を表す）の極小がやってきたことを

示している。その理由・原因はこれからつきとめることになる。

6.4.5 ミラ型変光星の輝線

ミラに代表される長周期変光星には、特に極大付近においてそのスペクトルに輝線が著しく現れる。ミラ型星の極大付近に見られるバルマー輝線は、通常の恒星の場合とは異なりバルマー下位の線の強度が上位のものに比べて弱くない。むしろ逆転する場合もある。これらの特徴は、輝線発生の原因が衝撃波による励起であることを示している。極大付近では、恒星自体の半径は小さくなっており、上層は縮もうとし下層は膨張を開始しようとし、そこに不連続面が生じ衝撃波が発生するのであろう。図 6.4.11 では、2006 年 3 月 2 日はまだ増光前の段階で輝線らしきものは見えない。しかし、極大期とほぼ同じ明るさだった 2010 年 11 月 03 日ではバルマー線 $H\alpha$, β , γ , δ が顕著に写っている。極大期から 70 日ほど経ち 1.5 等ほど減光した 12 月 20 日でも輝線は少し弱くなりながらもまだ残っている。

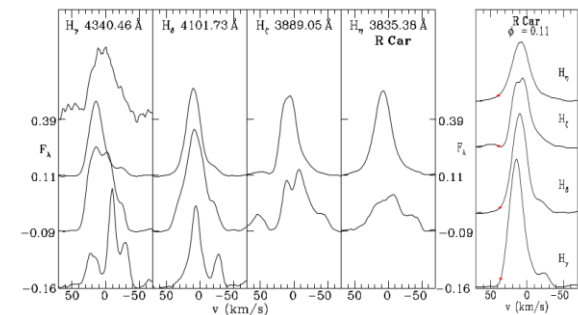


図 6.4.10 ミラ型変光星の輝線 (R Car) の高分散スペクトル (Richter and Wood 2001)

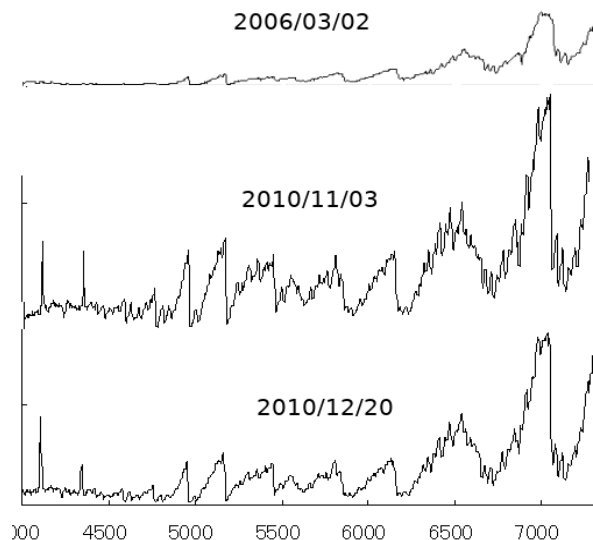


図 6.4.11 ミラの輝線（藤井氏による観測）

6.4.6 赤色矮星とフレア星

太陽の彩層で見られるフレア爆発現象と同じものは、一般の恒星でも発生している。そのスペクトル型は G 型

から M 型まで、内部に対流層がある恒星で、その対流により磁場が大きくねじれて、黒点活動が生じ、それがフレアの活動に結びつくと考えられる。フレアの活動の見つけやすさを考える時に、発生するフレアの規模が大きいかどうかよりも、むしろ背景としてのその恒星の通常時の明るさが暗く色も赤い星である方が見つけやすそうである。

実際に、フレアが頻繁に見つかっているのは、M 型主系列星（赤色矮星）で、『フレア星』と呼ばれている。昔からよく知られているフレア星には、UV Cet, EV Lac, YZ CMi, AD Leo などがある。図 6.4.12 の歴史的にも珍しい大フレアの分光写真は、Kunkel (1970) がマクドナルド天文台の 2.1m 望遠鏡に取り付けた低分散分光器で写したもので、乾板を時間とともに一定の速度でずらして写したものである。バルマー系列の H β , γ , δ , ..., H11 まで、Ca I などの輝線強度が変化しているのがよくわかる。写真乾板と CCD の量子効率から考えると、現在なら口径 30cm の望遠鏡で同じ質のスペクトルが得られるはずである（ただし一般的な CCD では感色域は少し赤い方へずれる）。このスペクトルの場合は、露出開始後 30 分後にフレアが発生し、約 1 時間に渡って減衰していったことがわかる。

目的の天体を 1 個だけスリットに載せて、ひたすら星がずれないようにガイドし露出を続ける。その間にフレアが偶然発生することを期待しつつ、ちょうど釣り糸を垂らしてひたすら魚が食いつくのを待つと同じである。CCD を用いる場合は特に時間軸に沿ってずらさなくても、短時間露出をひたすら繰り返せば良い。

近年、京大のせいめい望遠鏡では、この種の時間分解された恒星フレアのスペクトルが盛んに撮られ、成果を

上げているが（図 6.4.13）、フレア星はたくさんあるのに対して、一度にスリットに載せる星はひとつである。低分散分光器を付けたたくさんの小型望遠鏡で様々な星を狙えるようになると愉快である。専門の天文学者に相談しながら、観測を進めていけば、フレアの発生機構、発光機構など様々な現象の解明の手がかりが得られるのではないかと考えられる。

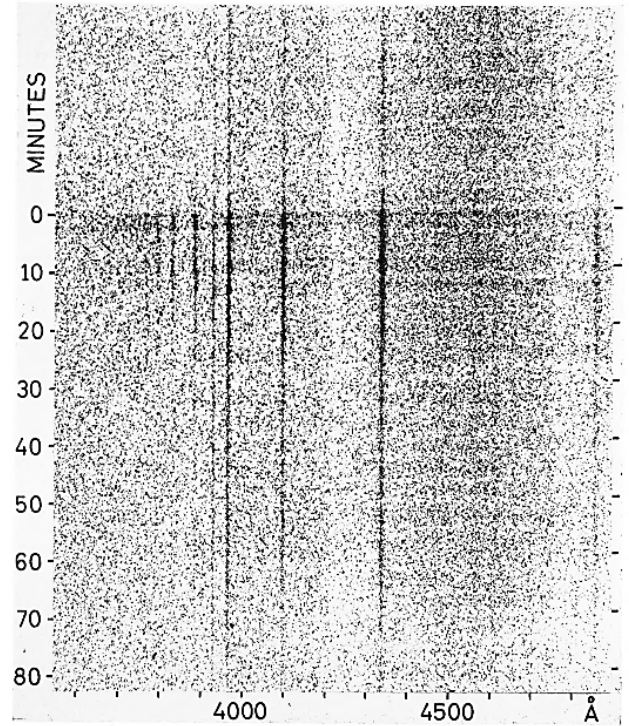


図 6.4.12 時間分解された EV Lac の大フレアのスペクトル（写真乾板）(Kunkel, 1970)

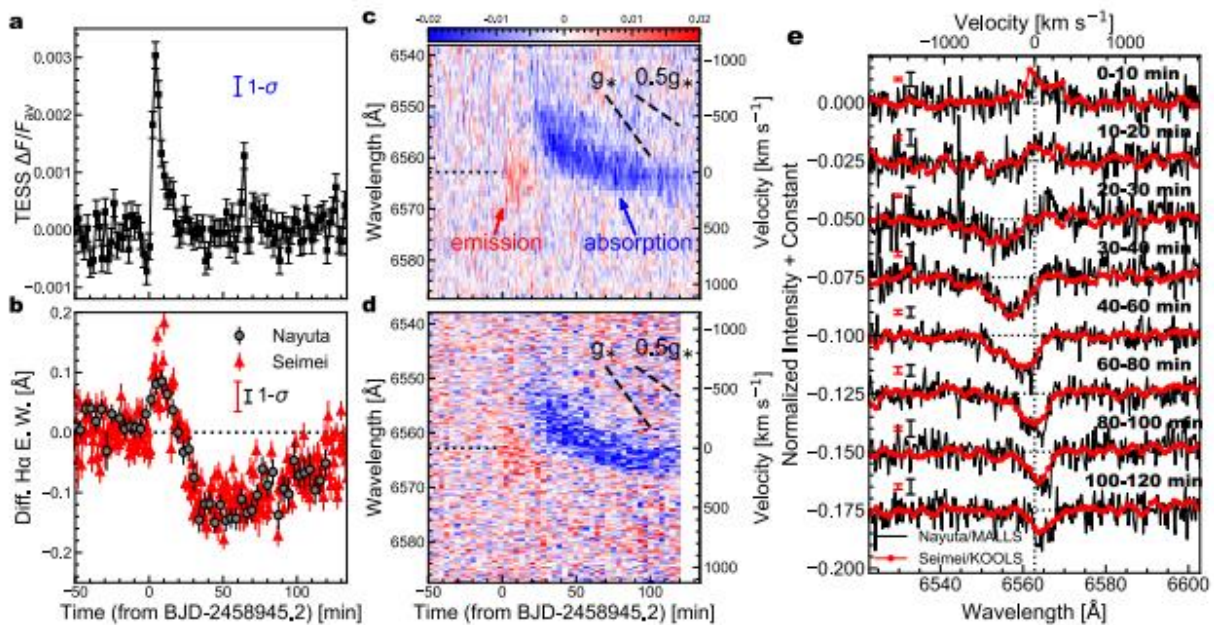


図 6.4.13 せいめい望遠鏡の低分散分光器でとらえた恒星フレア (Namekata et al, 2021)

6.5 新星のスペクトル

「新星」とは「新しい星」と書くが、決して新しい星ではない。新星とは、図 6.5.1 の様に赤色巨星と白色矮星が連星となっている系で、赤色巨星が膨張してそのガスが白色矮星に降り注ぎ、ある程度降り積もったところで核反応が生じて大爆発を起こし、図 6.5.2 の様に急激に明るくなる現象のことである。このときの増光は 10 等級程度、すなわち 1 万倍程度にもなる。そのため、全く星の痕跡が無かった地点が急に明るく輝き出すので、昔の人々は新しい星が誕生したと考え、「新星」という名をつけた。

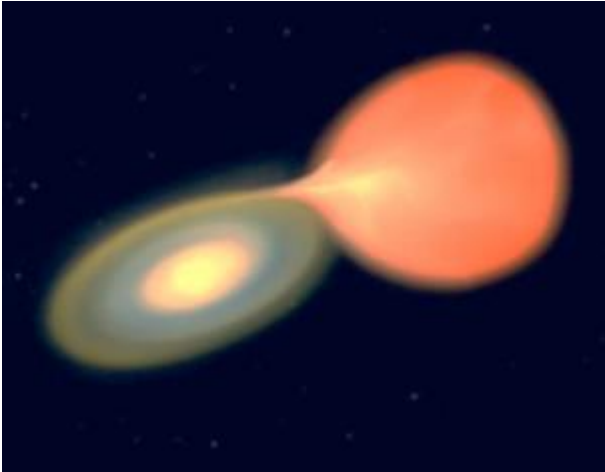


図 6.5.1 白色矮星（左）と赤色巨星（右）が連星となっており、赤色巨星のガスが白色矮星に降り注いでいる系。（国立天文台提供）



図 6.5.2 白色矮星に降り注いだガスは、大爆発を起こし、急激に明るくなる。これが新星のメカニズムである。（国立天文台提供）

本節では、は 2015 年年 3 月 15 日にオーストラリアの John Seach 氏によって発見された、いて座新星 2015

No.2 のスペクトルについて紹介する。この新星は肉眼光度にまで明るくなり、さらに 2015 年の 3~5 月に 4 回も増光を繰り返し、非常に注目を集めた新星である(図 6.5.3)。

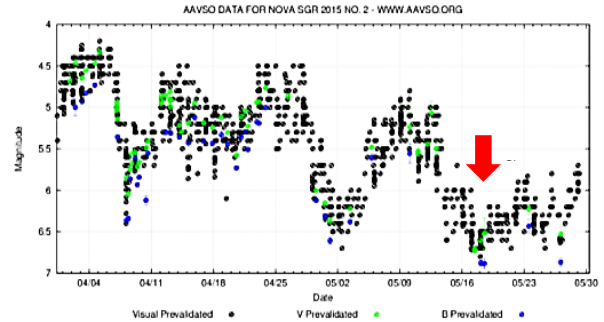


図 6.5.3 いて座新星 2015 No. 2 の光度変化 (<https://www.aavso.org>)

2015 年 5 月 17 日（日）の夜半過ぎにいて座新星 2015 No.2 のスペクトル撮像を行った。観測ではタカハシの赤道儀 S-90 に屈折望遠鏡ピクセン ED81S を搭載し、分光器 DSS-7 と CCD カメラ ST402 をとりつけ、自動ガイドで 300 秒露光した。

この頃は、4 回目の増光が終わり、いったん光度が極小に達した時期であったが、それでも 6.5 等級であった(図 6.5.3 の矢印)。そのため、分光器への導入は非常に容易であった。また、 $H\alpha$ 線を非常に強く放射していたことから、天体を取り違えることもなかった。

撮像したデータは IDL でダーク、フラット処理を行い、その後、蛍光灯 (Hg 輝線) の地球大気での反射光 (波長 4358.337\AA , 5460.753\AA , 5769.598\AA , 5790.663\AA) で波長の較正を行った。その結果、 $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ の各輝線の波長が既知の値とほぼ一致した。したがって、波長較正は正しく行われているものと思われる。

図 6.5.4 はダーク処理を行い、スカイを引算したいて座新星 2015 No.2 のスペクトルである。この図より、新星から強力なバルマー線が放射されていることがわかった。さらに、 $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ の各輝線の短波長側が吸収になっており、典型的な P Cyg 型輪郭になっていることもわかった。

P Cyg 型輪郭とは、短波長側に吸収を持つ特殊な輝線形状である。図 6.5.5 はこの輝線スペクトルが形成されるメカニズムを示したものである。まず、星から大量のガスが放出されると、このガスはバルマー線などの強烈な輝線スペクトルを放射する。しかし、放出された大量のガスのうち観測者に向かってくる部分だけは星の表面を隠すため、ドップラー効果により輝線の短波長側が吸収となる。したがって、P Cyg 型輪郭が形成される。(6.4.3 も参照のこと)

ところで、短波長側の吸収は星と観測者の間の膨張ガスによる吸収なので、その吸収波長からガスの膨張速度が求められる。図 6.5.6 は式 (6.1) を用いて $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ 線の横軸を波長 λ から速度 v に換算した図である。

$$v = c \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \tag{6.1}$$

ただし、 c は光速、 λ_0 はH α 、H β 、H γ 線が本来あるべき波長である。図6.5.6より、今回のいて座新星ではH β 、H γ 線から求めたガスの膨張速度は3000km/sにも達していることがわかった。ただ、H α 線から求めたガスの膨張速度は2000km/sであった。

今回の観測例は「新星」で、膨張速度は3000km/s程度であったが、もし「超新星爆発」を観測したら、その膨張速度は一万 km/s 以上にも達し、人間が作り出せる速度（ジェット戦闘機が1 km/s程度、ロケットが10 km/s程度）と比較すると宇宙で起きている現象の激しさをさらに体感することができる。

図 6.5.4 いて座新星 2015 No. 2 のスペクトル。図の右側よりH α 線、H β 線、H γ 線といった強力なバルマー線が放射されている。また、H α 、H β 、H γ の各輝線の短波長側が吸収になっており、典型的なP Cyg型輪郭になっていることもわかった。

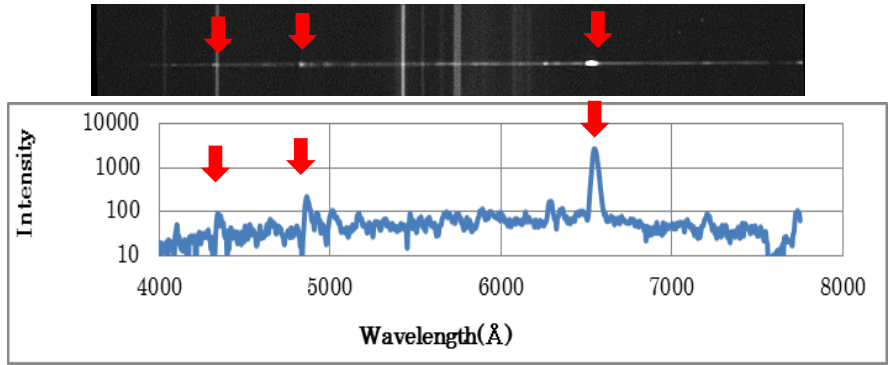


図 6.5.5 P Cyg型輪郭が形成されるメカニズム。星から大量のガスが放出されると、ガスはバルマー線などの輝線スペクトルを放射する。しかし、放出されたガスのうち観測者に向かってくる部分は星の表面を隠す。そのためドップラー効果により短波長側が吸収となった輝線スペクトルが形成される。

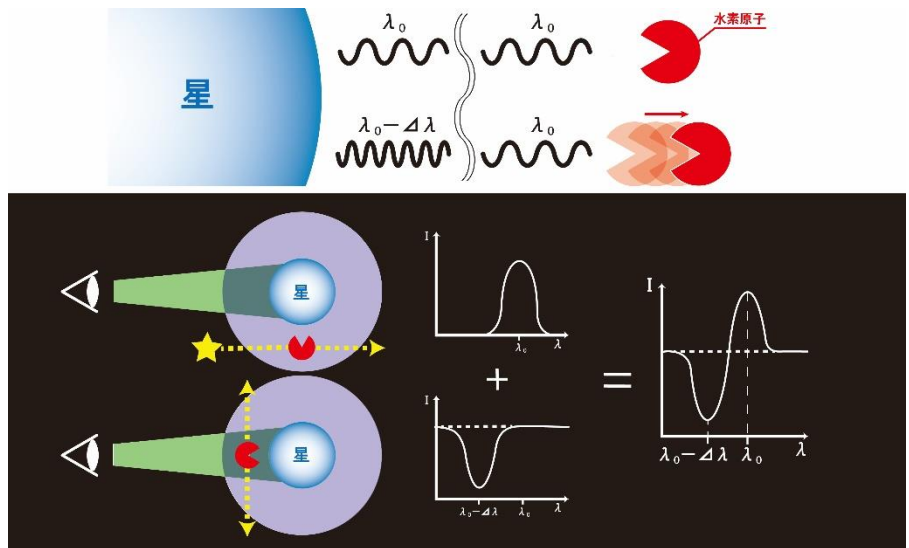
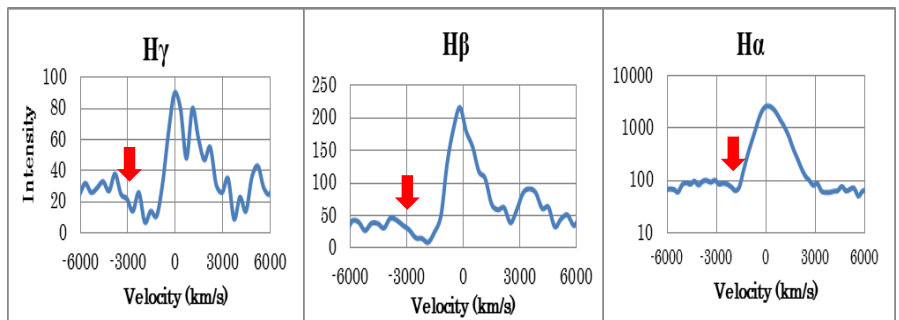


図 6.5.6 H α 、H β 、H γ 線の横軸を波長 λ から速度 v に換算した図である。H β 、H γ 線から求めたガスの膨張速度は3000km/sにも達したが、H α 線から求めたガスの膨張速度は2000km/sにとどまった。



6.6 HII 領域, 惑星状星雲, 超新星残骸のスペクトル

6.6.1 HII 領域, 惑星状星雲, 超新星残骸

銀河系内には美しい色彩の『散光星雲』が数多くみられる。散光星雲は、電離したガス自身が輝く『電離雲』と低温のダストが恒星の光を反射して輝く『反射星雲』とに分類される。このうち、電離雲は強い輝線スペクトルを放射しているため『輝線星雲』とも呼ばれる。そして、輝線星雲はさらに『HII 領域』、『惑星状星雲』、『超新星残骸』に分類される。

HII 領域とは、生まれたばかりの O,B 型星が、まだそれらの周囲に残る水素ガスに強烈な紫外線を照射し、ガスを 10000K 程度に加熱・電離させ、発光させている星雲である。天文学では電離水素を HII と表記することから、「HII 領域」の名称がある。図 6.6.1 に主な HII 領域の写真を示す。図のように HII 領域は赤い光で輝いているが、これは主に水素原子が放射する $H\alpha$ 線によるものである。なお、図の下側の M20 三裂星雲には上側に青色の領域が広がっている。この部分は、星雲の起源となる恒星の紫外線が周囲のガスを電離させるほど強力ではなく反射星雲となっている。このように HII 領域には近傍に反射星雲が混在しているものがある。



図 6.6.1 代表的な HII 領域. 上が M8 干潟星雲, 下が M20 三裂星雲.

惑星状星雲と超新星残骸は進化の進んだ恒星からのガス放出によって形成された電離雲である。このうち、惑星状星雲は、太陽の 8 倍程度以下の中・小質量星が赤色巨星となった後、表層のガスを緩やかに流出させ、やがて白色矮星となる中心核がその紫外線で流出ガスを電離・発光させている星雲である。惑星状星雲は、中心星からの紫外線で発光している点では HII 領域とよく似ている。しかし、水素以外の酸素、窒素などの原子の輝線が卓越しているため、図 6.6.2 のように非常に美しい色彩の星雲となっている。また、サイズが小さい割に明るい星雲があり、一見惑星のように見えることから「惑星状星雲」という名称がある。

超新星残骸は、太陽質量の 8 倍程度以上の大質量星が進化の最終段階で起こす超新星爆発によって放出されたガスが起源となった星雲である。前節でも言及されたが、超新星爆発は非常に激しい現象であり、爆発時に吹き飛ばされた恒星の外層は高速で膨張し、周囲の星間物質との間で強い衝撃波を形成する。この衝撃波によってガスが高温に加熱されて発光しているのが超新星残骸である。カニ星雲や白鳥座の網状星雲はその代表例である。なお、カニ星雲 M1 は、中心部のシンクロトロン放射が星雲を電離させている。

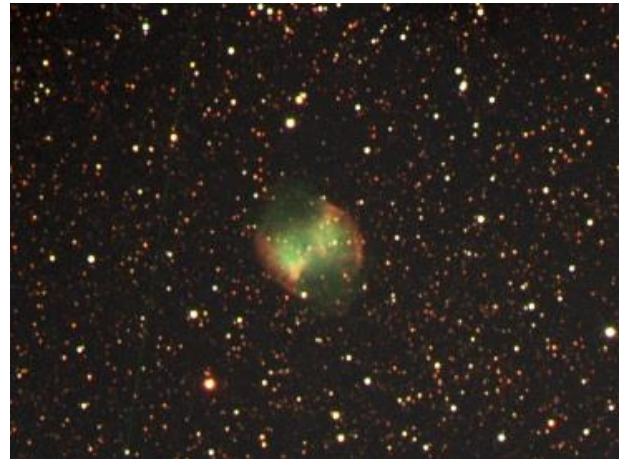


図 6.6.2 代表的な惑星状星雲. 上が M27 亜鈴状星雲, 下が M57 こと座のリング星雲.

図 6.6.3 に H II 領域，惑星状星雲，超新星残骸のスペクトルを示し，代表的な輝線を紹介する．図 6.6.3 の一番上の H II 領域 (M42 オリオン星雲) のスペクトルでは H α 線が強く放射されているが，水素輝線だけではなく禁制線の [OIII] 4959Å, 5007Å 線や H α 線を挟んだ [NII] 6548Å, 6584Å 線も強く放射されている．また，H γ 線のすぐ長波長側には，非常に弱い [OIII] 4363Å 線も確認することができる．

惑星状星雲 (M57 こと座のリング星雲) では水素輝線よりも [OIII] 5007Å 線の方が強く放射されており，[NII] 6548Å, 6584Å 線や [SII] 6717Å, 6731Å 線も強くなっている．そして，超新星残骸 (M1 カニ星雲) では [SII] 6717Å, 6731Å 線が相対的により顕著になっている．なお，カニ星雲の輝線がオリオン星雲やこと座のリング星雲の輝線より幅が広く見えるのは，カニ星雲が現在でも高速で膨張し続けているためである．カニ星雲は西暦 1054 年に発生した超新星の名残で，その記録は藤原定家の明月記にも引用されているが現在でも 1000km/s 程度の速さで膨張し続けている．

6.6.2 輝線星雲の分光診断

輝線星雲はこのように多数の輝線を放射している．一方，輝線星雲からの輝線の強度は星雲内部の電子密度と電子温度に強く依存しているので，適切に複数の輝線を選択すればそれらの強度比と理論とを比較することにより星雲内部の電子密度や電子温度を求めることができる．この解析法を『分光診断』という．

例えば，[SII] 線(6717Å 線と 6731Å 線)の強度比から電子密度 N_e を求めることができる．また，[OIII] 4363Å 線と [OIII] 4959Å, 5007Å 線の強度比

$$R = I(\lambda 4363)/I(\lambda 4959 + \lambda 5007)$$

から電子温度 T_e を求めることができる．図 6.6.4 は $N_e < 10^4$ 個/cm³ の場合の理論曲線で，強度比 R から 6000K ~ 16000K の範囲で電子温度が決定できる(小暮, 1994)．米子高専科学部は自作分光器の観測データを用いてオリオン星雲の分光診断を行い $N_e \sim 10^3$ 個/cm³, $T_e \sim 10^4$ K という従来の測定値と矛盾しない結果を得た．

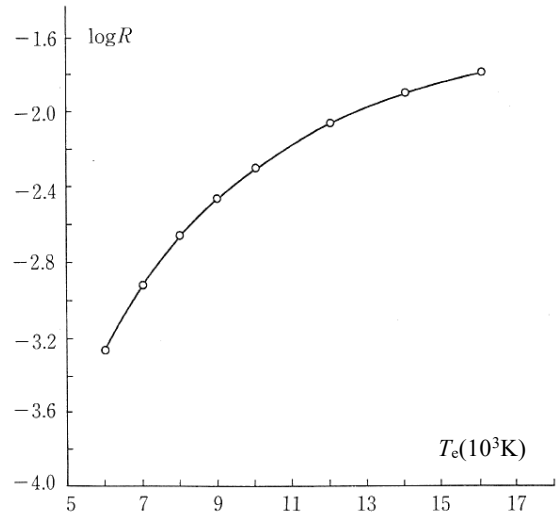
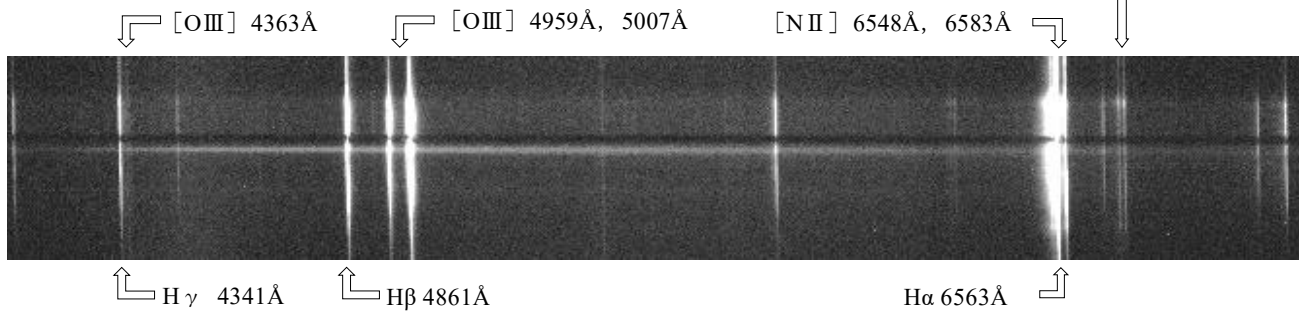
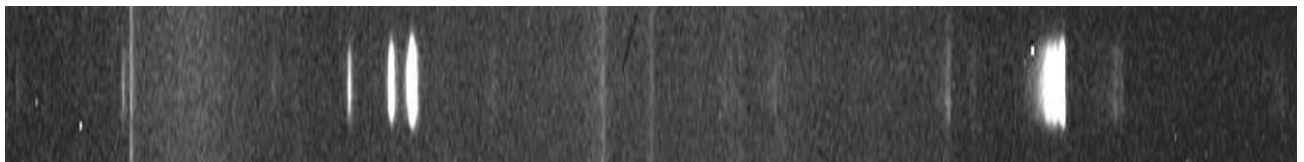


図 6.6.4 $R = I(\lambda 4363)/I(\lambda 4959 + \lambda 5007)$ を電子温度 T_e の関数として表示 (Goudis 1982)

H II 領域 : M42 (オリオン大星雲)



惑星状星雲 : M57 (こと座のリング星雲)



超新星残骸 : M1 (カニ星雲)

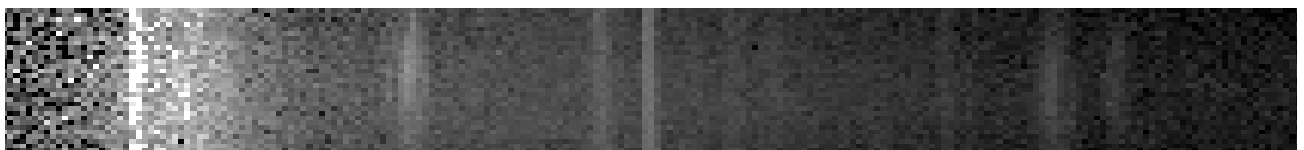


図 6.6.3 上から H II 領域 M42 (オリオン星雲)，惑星状星雲 M57 (こと座のリング星雲)，超新星残骸 M1 (カニ星雲) のスペクトル

6.7 宇宙膨張の検出

天文学における 20 世紀最大の発見は、第 1 章にも記載されたエドウィン・ハッブルによる「宇宙膨張」の発見であろう。ハッブルは、ウィルソン山天文台に設置された当時世界最大の口径 2.5m の望遠鏡を使い、遠方にある銀河ほど速い速度で後退していることを発見し、宇宙が「膨張」していると考えた。なお、後退速度はその銀河までの距離と比例関係にあり、この比例法則を「ハッブル・ルメートルの法則」、比例係数 H_0 を「ハッブル定数」という。

ハッブルの時代は測定精度が低く、ハッブル定数にも大きな誤差が含まれていたが、現在では測定精度が向上し、

$$H_0 = (67.80 \pm 0.77) \text{ km/s/Mpc}$$

という数値が知られている。

図 6.8.1 にセイファート銀河である、M82, M77,

NGC4151 のスペクトルを示す。セイファート銀河とは、活動的な銀河の一種で、非常に明るい中心核を持ち、水素・ヘリウム・窒素・酸素などの非常に明るい輝線スペクトル放射している。そこで、水素輝線の $H\alpha$ 線を使って銀河の後退速度を測定した。図中の 4358.3\AA と 5460.8\AA の輝線は蛍光灯の光が空で反射したもので、これを基準に $H\alpha$ 線の波長を測定し、本来の波長 6562.8\AA との差から後退速度を求めた。

図 6.8.2 は銀河までの距離と後退速度の関係を示したグラフで、両者が比例関係にあることがわかる。これからハッブル定数を求めたところ $H_{\text{obs}} \doteq 94 \text{ km/s/Mpc}$ となり、現在知られている最確値と近い値が求めた。

なお、この測定では銀河までの距離を文献から引用したため、ハッブルの追体験を行ったことにはならないが、Ia 型超新星が発生した銀河を測定すれば、銀河までの距離も自前で測定することができるので、本当の意味で宇宙膨張の検出を行ったことになる。

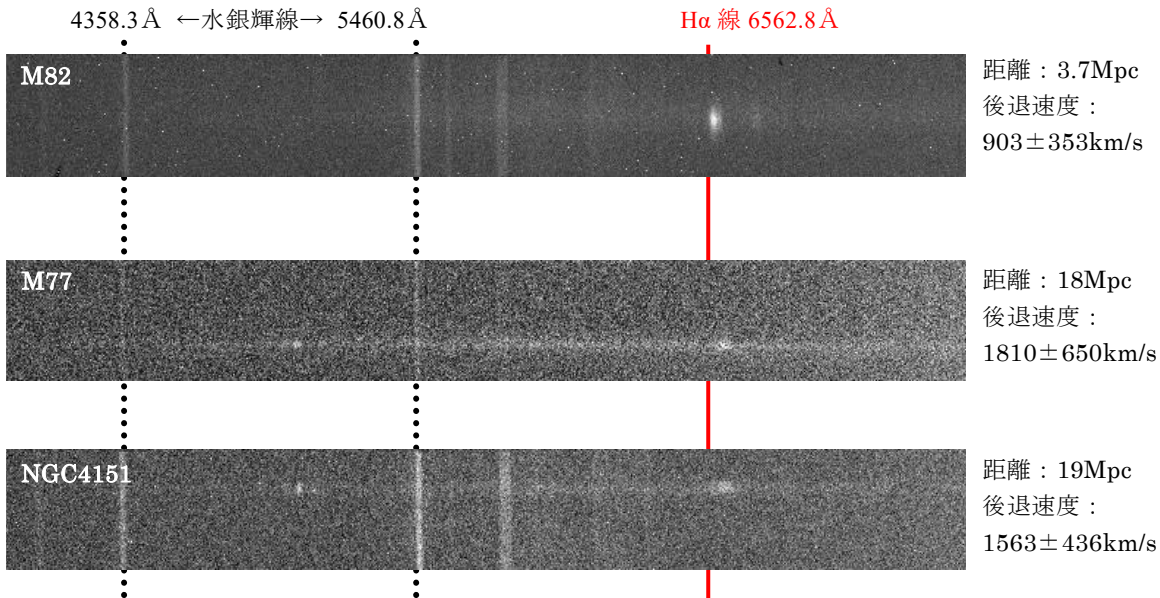


図 6.7.1 上から M82, M77, NGC4151 のスペクトル。銀河が放射する $H\alpha$ 輝線が、本来あるべき位置から長波長側にずれている、すなわち後退していることがわかる。

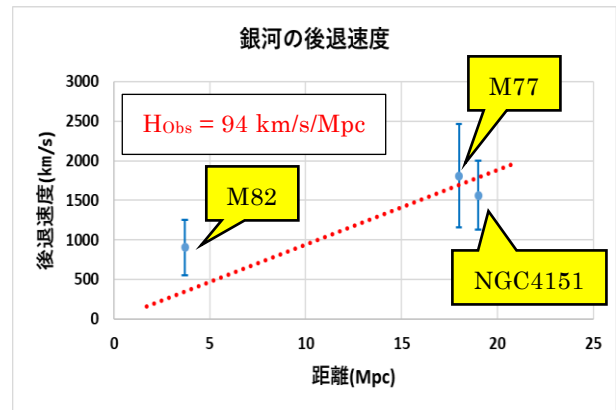


図 6.7.2 M82 と M77 と NGC4151 の距離と後退速度の関係。両者が比例関係にあり、ハッブル・ルメートルの法則が成立していることがわかる。

第7章 アマチュアの活動とその成果

ここでは筆者（大島）の限られた知見の範囲においてわかるアマチュアの天体分光観測に関する活動とその成果について書く。大きく国内と欧米に分けて活動の実績を紹介する。なお、歴史的には銀塩写真時代からアマチュアの先駆的な取り組みがいくつも行われていたが、ここでは20世紀末頃から使われ始めた冷却 CCD/CMOS カメラによるものに限定し、各種研究会で発表されている実績のあるものに限った。

7.1 国内の事例について

国内の主な天体分光観測者とその機材をリストアップすると以下ようになる。

1. 藤井貢氏：40cm シュミットカセグレン望遠鏡, 自作分光器（スリット幅 100 μ m, ST-10, FLI6303, ASI6200MM Pro）, 比較光源 Ne&Ar
2. 赤澤秀彦氏：35cm シュミットカセグレン望遠鏡, 分光器（SBIG DSS-7, ST-402ME）, 比較光源 水素・ヘリウム放電管 フラットランプ 筒先
3. 大島修（筆者）：30cm RC 望遠鏡, 分光器（Alpy600, Atik460EX） 比較光源 Ne&Ar, フラットランプ 白熱ランプ, 較正モジュール
4. 伊藤芳春氏：仙台市天文台 1.3m 望遠鏡による分光観測
5. 菅原賢氏：35mm 用カメラレンズ, 自作低分散分光器, 比較光源 内蔵 Ne ランプ, フラット光源 自作簡易積分球
6. 永井和男氏：対物グレーティング SA100 による変光星・流星の分光観測

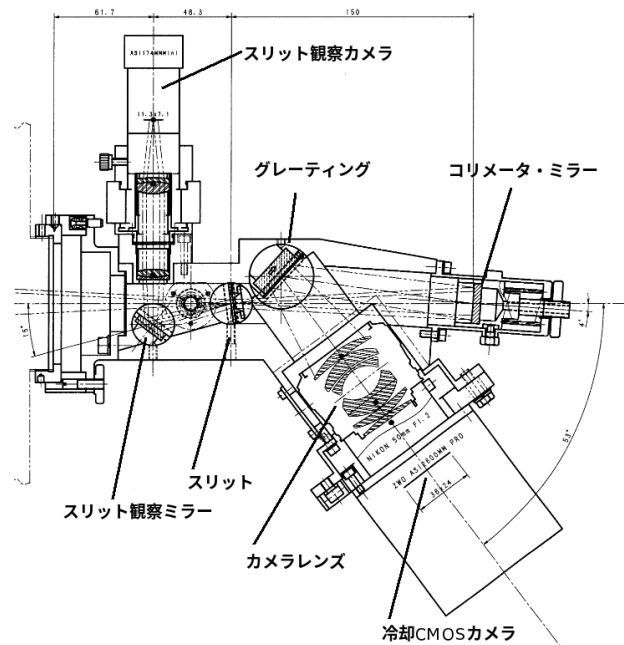


図 7.1 FBSpecV 光学レイアウト

7.1.1 藤井貢氏の事例

藤井貢氏は、1990年代に低分散分光器を（美星天文台の旋盤フライス盤など工作機械を借りて）自作し、ST-6 CCD カメラと組み合わせたものを28cm望遠鏡に取り付けて、天体スペクトルの観測を開始した。その初号機FBSpecIは、その後さまざまな改良を経て、現在5世代目のFBSpecVを用いて観測中である（図7.1, 7.2）。

藤井氏の分光器は、0.1mmという広い幅のスリットを用い、コリメータとカメラレンズで1/4という縮小光学系を構成している。そのため、望遠鏡自体のF値が1/4に、スペクトル線の幅がスリットの実サイズの1/4に写るといふ仕様になり、明るいスペクトルを得ること、星の光をほぼ完全にスリットに取り込めるために分光・測光を行うことができ、分光標準星の観測と合わせて星のフラックスを測定できることが最大の特徴である。

また分光器のボディはアルミ合金の削り出しで非常に頑強に作られていて、望遠鏡の姿勢の変化による光軸の狂いは皆無と言って良い。このような特徴を持った小型望遠鏡用天体分光器は、市販/自作・国内/外を問わず他に類を見ないもので特筆に値する。



図 7.2 FBSpecV の較正用光源配置 Y字型の光ファイバーで比較光とフラット光を分光器内部へ導いている。その切り替えは光源電源のON/OFFで行う。

【コラム 7.1】Swings 効果

Swings Resonance-Fluorescence Mechanism 通称 Swings effect と呼ばれる。彗星のスペクトルを研究したベルギーの天文学者ポール・スウィングス (Pol F. Swings, 1906 - 1983) が発見した彗星の原子・分子の輝線放出のメカニズムの一つである。Na 原子について言えば、彗星の Na 輝線は、中性 Na の共鳴線である D1+D2 の波長と同じ波長の光を受けると共鳴蛍光を起こし、輝線を発する。最近の大型望遠鏡で AO (適応光学系) を働かすために地球上空大気の Na 層に D 線と同じ波長の強力なレーザーを当て人工ガイド星を作るのも同じ原理である。Na 原子を多量に含むダストを放出する大型彗星の場合は、通常は太陽に対して相対速度を持ち、そのドップラー効果により太陽の連続光部分の波長の光を受けるので、太陽に近づくと NaI D 線の共鳴蛍光を起こし輝線を放つ (ただし、ほとんどの彗星は十分な量の Na 原子を含んだダストを放出しないので Na 輝線は見えない)。しかし、彗星が近日点通過する前後は、太陽に対する相対視線速度がゼロになるために、彗星側の D 線の波長の光と、太陽光の D 線の深い吸収線の波長がぴったり重なり、共鳴蛍光を起こすだけの光量が得られず、Na 輝線が消失する。この近日点通過時の輝線消失現象を狭い意味での Swings 効果ともいう。もともと Na 輝線を出す彗星自体が珍しい上に、近日点通過時に観測可能な条件のものさらには少なく、なかなか観測する機会がない。

図 7.3 に藤井氏の観測によるヘール・ボップ彗星の Na I (D 線) の輝線強度の変化を示す。図では規格化した彗星のスペクトルから太陽スペクトルを引き算してあり、輝線成分だけを表示している。

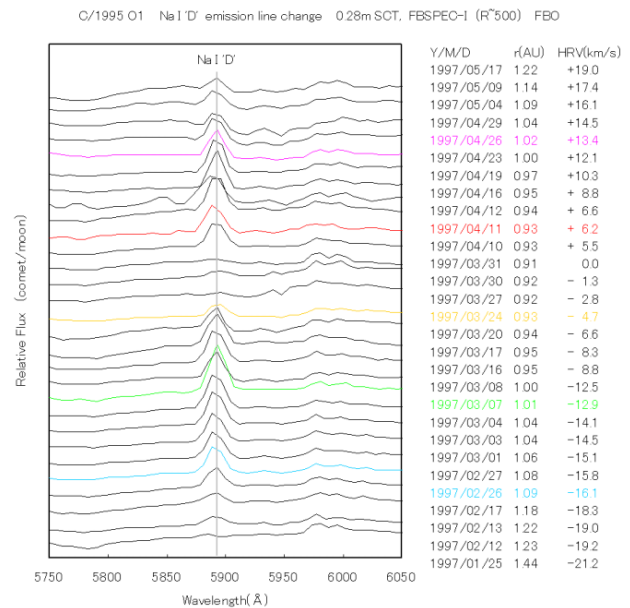


図 7.3 Swings 効果を示すヘール・ボップ彗星 Fujii

<https://otobs.org/FBO/Comets/c1995o1/c1995o1.htm>

ヘール・ボップ彗星の近日点通過は 1997 年 4 月 1 日であり、その数日前に D 線が消失していることがわかる (Swings 効果)。このように Na 輝線の変化を長期間継続した例はない。

また新星のスペクトル変化の連続追跡観測は、非常に多数ある。先の ADS 検索の 100 件の中で、殆どは新星の分光であり、個人観測者の機動性を活かした観測と言える。なお、これら突発天体のフォローアップ分光観測を長期に渡り継続した功績で、藤井氏は 2006 年に日本天文学会天文功労賞 (長期の部) で表彰された。

藤井氏の較正データの取得方法 (ドーム内作業は不要)

フラット用白熱ランプおよび波長較正用比較光ランプ (Ne&Ar ランプ) は自動で切り替え導入される。これらの光源は望遠鏡主鏡セルの後部に取り付けられていて、それぞれ別の光ファイバーで分光器の光取り入れ口付近まで導かれる。光取り入れ口付近で 1 本の光ファイバーにまとめられ (市販の 2 又に分かれる光ファイバーを利用)、スリットの全部に導かれる。使用時に電磁プランジャーにより 45° 鏡が光路に挿入され、フラット光または比較光が分光器スリットを照らす。フラット光/比較光の切り替えは単に電源スイッチの ON/OFF で行う。これらの操作は遠隔で、温かい部屋から行える。

藤井氏の観測結果の多くは (<https://otobs.org/FBO/>) で見ることができる。星座名のついた恒星は星座ごとに

まとめられている。それ以外の天体も、太陽系、矮新星、新星、超新星、銀河など多くのスペクトルを見ることができる。

ADS^{*1} で藤井氏の論文を検索すると、200 編もの論文が出てくる。その初期の成果の 1 例として、ヘール・ボップ彗星が近日点に近づくほど Na 輝線が強くなることを世界で最初に報告したことが挙げられる (Kawabata et al. 1997)。このことは美星天文台の高分散分光器でも確認している。その報により「Na からなる第 3 の尾」が発見された (Cremonese 1997)。その後も近日点通過時に Na 輝線が消失したこと (Swings 効果, 【コラム 7.1】) も藤井氏は観測している。

*1 ADS で、author:("Fujii, Mitsugu") abs:(spectra)で検索する。

7.1.2 赤澤秀彦氏の事例

赤澤氏の主な観測分野は恒星の測光だが、新星や激変星など珍しい現象があれば機会を捉えてスペクトルを撮っている。分光器は SBIG 社の DSS-7 を 35cm 望遠鏡に取り付けて観測している (図 7.4)。較正用の装置は分光器についていないため、筒先とドーム内照明によって行っている。



図 7.4 35cm 望遠鏡に取付けた SBIG 社 DSS-7 分光器

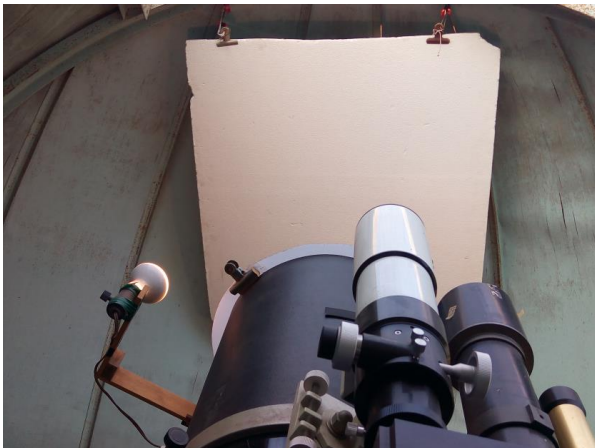


図 7.5 フラット光源はドーム内に取り付けたフラット板を照明している

- ・フラットフィールド：ドームフラットを白熱ランプで照明して使う。筒先にも拡散板を置きフラット性を確保できるようにしている (図 7.5)。

- ・波長較正：これも筒先にヘリウムの放電管をセットできるように工夫している (図 7.6)。

- ・分光標準星による波長感度補正：現在のところそこまで手が回っておらず、較正していない。

ダーク・フラット・波長較正までのデータが殆どであるが、それでも新発見の新星の早期確認観測では、水素のバルマー輝線の P-Cyg 型輪郭の有無、輝線半値幅の測定から爆発するガスの大まかなドップラー速度の測定は行えており、他の観測がなく貴重なデータとなったことが何度もあった。



図 7.6 比較光源は、He 高圧放電管を望遠鏡の筒先に置き点灯する方法をとっている。

7.1.3 大島修 (筆者) の事例

大島の較正データの取得方法 (ドーム内作業は不要)

- ・基本的に Alpy600 の付属品として Shalyak 社から市販されているキャリブレーションモジュールを遠隔で操作する。コンパクトなサイズのキャリブレーションモジュールは、フラット用白熱ランプと波長較正用比較光 (Ne&Ar ランプ) が内蔵され、サーボアクチュエータ (ラジコン模型用) により 45° 白板が望遠鏡の光路中へ挿入される。フラット光/比較光の切り替えはソフト操作で電源スイッチの ON/OFF で行う。

- ・対象天体は、波長分解能 600 で観測する意義の有りそうな突発天体で、口径 30cm 望遠鏡でも観測できる新星や彗星などである。2020 年のペルセウス座新星の発見を知った後 54 日間に 51 夜、262 本のスペクトルを連続観測し、水素バルマー線の中で特に H β 線だけの輝線成分が極大付近で消失する様子を捉えることができた。これは出現した新星の位置と時期が 1 晩中観測できる位置にあったことと、観測地では 1 年間で最も晴天が続く季節であったことが幸いしている。

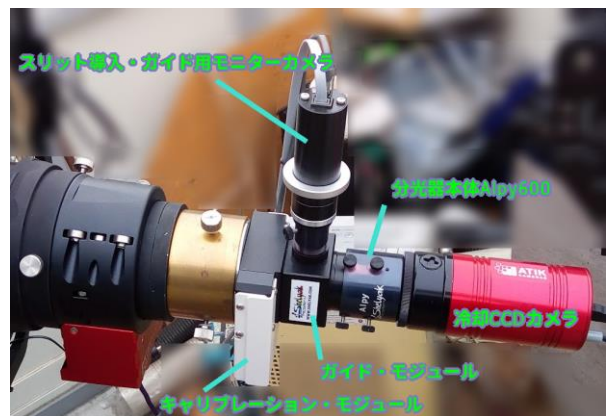


図 7.7 30cm 望遠鏡に取り付けた Alpy600 分光器とその付属品一式

7.1.4 伊藤芳春氏の事例

仙台市天文台 1.3m 望遠鏡による分光観測

伊藤氏は分光観測には仙台市天文台の市民観測員制度を利用し、1.3m 望遠鏡ナスマス焦点にある中分散分光器を使って新星や連星系の分光観測を行っている。

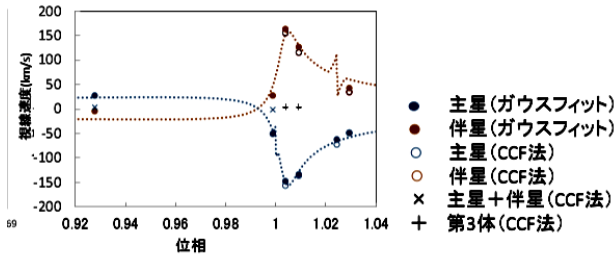


図 7.8 食連星系 PW Gem の視線速度変化 仙台市天文台の 1.3m 望遠鏡に波長分解能 7100 の分光器で取得 (伊藤芳春他, 2021)

主星 He / Mg = 1.72
伴星 He2 / Mg2 = 1.89

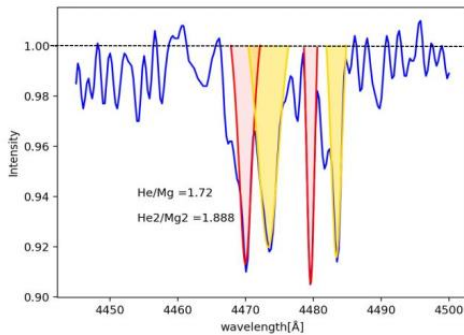


図 7.9 同じ食連星系 PW Gem の 2 重に見えている吸収線から等価幅を測定した (伊藤芳春他, 2021)

分光観測と測光観測

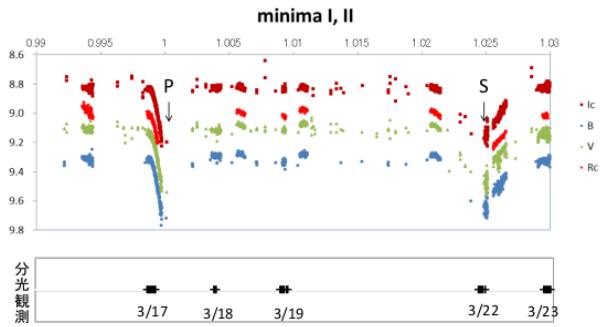


図 7.10 食連星系 PW Gem の光度曲線と分光データを取得した位相 (伊藤芳春他, 2021)

図 7.8 は食連星 PW Gem の視線速度変化を測定したもので、分光器を波長分解能 $R=7100$ で使用している。楕円軌道を持った 2 重線連星の特徴が良く現れている。

HeI4471 と MgII 4481 の等価幅の比をモデル大気と比較し有効温度を 12900K と 13200K と決定した。ここからさらに、連星系の観測では、光度曲線解析ソフト Phoebe2 などを使って、測光と分光観測を合わせることで、詳しい連星系の物理パラメータを求めることができる。特に恒星の質量を直接に精度良く求めることができるのは、この方法ならではと言える。

7.1.5 菅原賢氏の事例

菅原氏はこれまでにいくつも彗星や流星観測用の広視野分光器を自作してきた (図 7.11, 7.12)。特徴は彗星や流星の分光が目的であるために、望遠鏡は使わず、その代わりに一眼レフカメラ用望遠レンズや広角レンズを使い広い視野の分光を行うことである。



図 7.11 菅原氏がこれまで自作してきた広視野分光器の数々 (菅原賢, 2013, <https://lite.evernote.com/960d8088-b7c5-474d-bb45-f97ac9d7c0d7>)

菅原氏の流星スペクトル研究集会報告「歪曲収差補正をバッチ処理するデモ」はPDFで入手できる。

<https://www.web-nms.com/%E3%83%9B%E3%83%BC%E3%83%A0%E3%83%AA%E3%83%B3%E3%82%AF%E9%9B%86/1st%E6%B5%81%E6%98%9F%E3%82%B9%E3%83%9A%E3%82%AF%E3%83%88%E3%83%AB%E7%A0%94/>

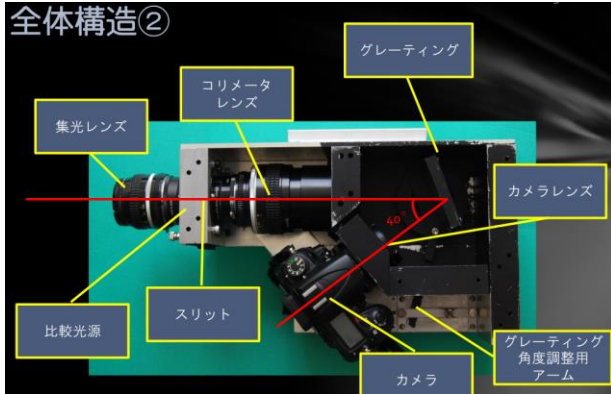


図 7.12 現在観測に使っている彗星分光器の内部 (菅原賢, 2013, <https://lite.evernote.com/960d8088-b7c5-474d-bb45-f97ac9d7c0d7>)

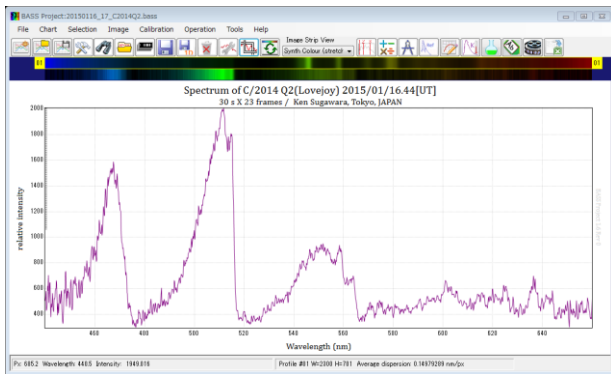


図 7.13 広視野彗星分光器で取得した彗星のスペクトル (菅原賢, https://dustycomet1234.wordpress.com/wp-content/uploads/2015/04/c2014q2_df_monocr2.png)



図 7.15 対物グレーティングを焦点距離 600mm の光学系に取り付けて写した対物スペクトル 0 次と 1 次の像が写っている。(永井和男, 2019)

7.1.6 永井和男氏の事例

対物グレーティング SA100 による変光星・流星の分光観測

永井氏は、食連星系の測光観測が専門だが、対物グレーティング SA100 (図 7.14) を使った食連星系や流星の低分散分光も行っている。永井氏の研究については流星スペクトル研究集会報告「恒星分光と流星分光を比較して」に詳しくデータ整約について書かれている。

<https://www.web-nms.com/%E3%83%9B%E3%83%BC%E3%83%A0%E3%83%AA%E3%83%B3%E3%82%AF%E9%9B%86/1st%E6%B5%81%E6%98%9F%E3%82%B9%E3%83%9A%E3%82%AF%E3%83%88%E3%83%AB%E7%A0%94/>

The Star Analyser SA-100, SA-200



The Star Analyser 100 grating screws onto your camera nose or filter wheel

図 7.14 対物グレーティング SA100

7.2 フランスを中心にした欧米の活動

世界的に見てアマチュアによるスペクトル観測研究が最も活発なのはフランスで、Christian Buil 氏を中心とした多数のアマチュア天体観測家が、小口径望遠鏡に分光器（各種自作）を取り付けてさまざまな観測を行っている。Buil 氏のサイト

(<http://www.astrosurf.com/buil/index.html>)

を、ぜひその目で確認してみたい。各種の有用な記述が満載である。フランスでは、天体分光に関する各種の勉強会や観測ワークショップ、ピク・ドゥ・ミディ天文台の 60cm 望遠鏡に自作分光器を取り付けての観測など多様な活動に取り組んでいて世界をリードしている。

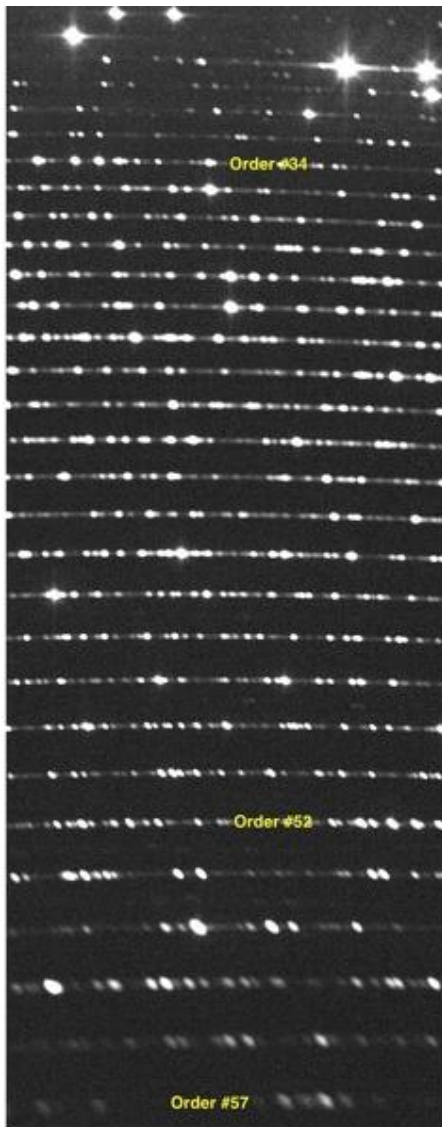


図 7.16 Buil 氏の自作エシェル分光器で写したトリウム-アルゴンランプのスペクトル

(Buil, <https://buil.astrosurf.com/eshel3/review.htm>)

なお、ここで紹介する Web サイトは英語やフランス語で書かれてあるが、外国語に慣れていなくてもブラウザの最近の翻訳機能を使えば意味の取れる日本語として読むことができるので、遠慮なく参照してほしい。

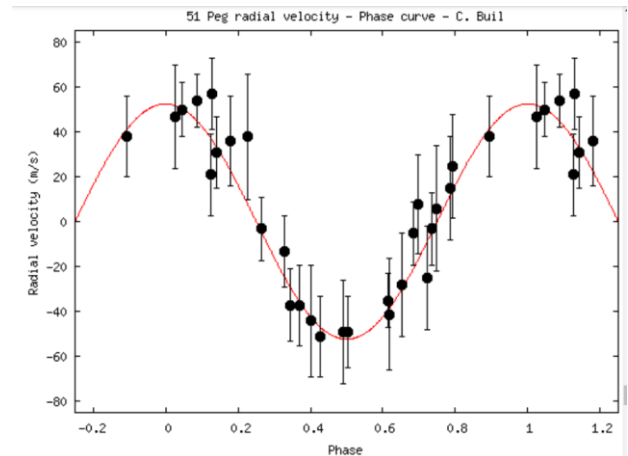


図 7.17 Buil 氏の自作エシェル分光器で観測した系外惑星による親星 Peg 51 の視線速度変化 (Buil, <https://buil.astrosurf.com/exoplanet2/51peg.htm>)

7.2.1 分光器の自作／開発

Buil 氏はエシェル分光器を自作して、 $R \sim 50000$ の高分散分光により視線速度法による 51Peg の系外惑星によるふらつきを見事に捉えている。このエシェル分光器は Shelyak 社で製品化されている。

(<http://www.astrosurf.com/buil/exoplanet2/51peg.htm> の 5)

図 7.16 がその観測で、メイヨール達が初めて系外惑星を検出して有名になった 51 Peg の視線速度変化を見事に捉えている。

また、自作派には、UVEX (紫外域まで観測できる分光器) と Sol'Ex (太陽分光器, スペクトロヘリオスコープとして使える) の 2 つが 3D プリンターを使って作れる (STL ファイルも公開) のでお勧めである。

7.2.1.1 UVEX プロジェクト

http://www.astrosurf.com/buil/UVEX_project_us/

名前の通り紫外線領域までスペクトルを撮るために、光学系はすべて反射系で構成されている分光器であるが、用途は汎用であり、グレーティングを交換することで波長分解能 400~3500 まで選べる。コストを下げるために筐体や部品を 3D プリンターで樹脂で自作し、またすべての光学素子は ThorLabs から入手でき、また Alpy600 と共通部品も Shelyak 社から入手することができる。あるいは自作を避け手っ取り早く Shelyak 社から完成品 (金属加工品) を購入することもできる。

UVEX は、比較的小型で比較的低価格の望遠鏡で使用するように設計されていて、口径比が $f/8$ から $f/10$ の間で、口径 150 ~ 300mm のシュミット カセグレン、マ

クストフ、またはリッチー・クレチアの望遠鏡を想定している。

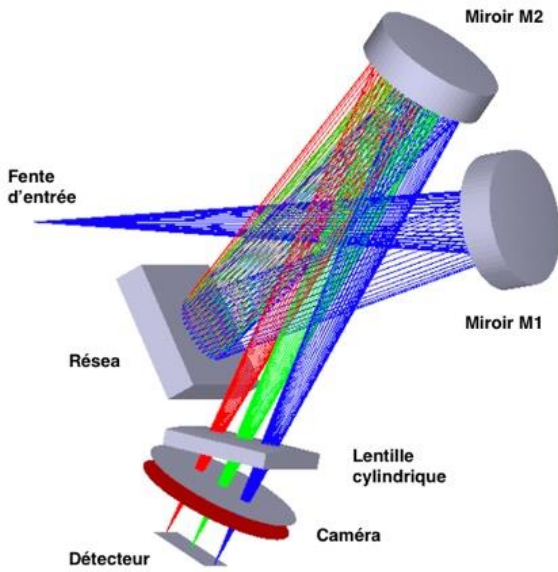


図 7.18 紫外強化汎用分光器 UVEX の光学レイアウト



図 7.19 UVEX の外観



図 7.20 UVEX 用の自作用のパーツ

7.2.1.2 Sol'Ex プロジェクト

太陽のスペクトル観測を行うための分光器であるが、重量わずか 500g でありながら、スペクトロヘリオスコープを実現でき、太陽全面の単色光画像も得ることができる。必要な部品はキットとして Shelyak 社から入手することができる。

スペクトロヘリオスコープについては、このプロジェクトを利用すれば手軽に太陽面の分光観測を行えようである。図 7.22 はこの Sol'Ex 分光器で観測した CaII の K 線による太陽面である。

<http://www.astrosurf.com/solex/sol-ex-presentation-en.html>



図 7.21 太陽分光器 Sol'Ex

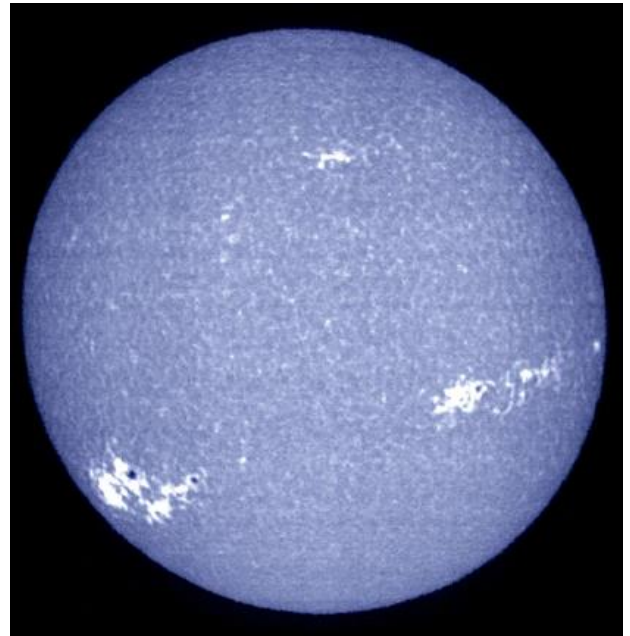


図 7.22 Sol'Ex で写した CaII の K 線によるスペクトロヘリオグラム

7.2.2 観測分野

<http://www.astrosurf.com/aras/publications/bib.html> を見ると次のような多様な観測対象が挙げられている。Be 星, ウォルフ・ライエ星, ミラ型変光星, 新星, 激変星, 共生星, 超新星などが観測対象になる。

7.2.3 CMOS カメラのデータ処理

CMOS センサー特有の RTS ノイズを非常に効果的にフィルタリングする CMED (「Cmos MEDian 用」) アルゴリズムについても次のサイトで説明されている。

(<http://www.astrosurf.com/buil/asi6200mm/>)

7.3.4 観測結果の集約

フランスとイギリスのアマチュア分光観測家の観測報告は次の2つのサイトに集約されている。両国以外に米国の観測者の報告も含まれている。もちろん各自の観測結果は、これらに集約されるだけでなく、個々の研究論文として出版されている場合も多い。

A.R.A.S. spectral Data Base も貴重なスペクトルのデータベースで有用であり、各種論文で解析されて利用されている。

http://www.astrosurf.com/aras/Aras_DataBase/DataBase.htm

B.A.A(British Astronomical Association) Spectroscopy Database Review Spectra のページで天体ごとのスペクトルを見ることができる。

<https://britastro.org/specdb/data.php>

両方で重複するスペクトルも登録されている。

また AAVSO でも分光観測者の集まりがある

Spectroscopy Observing Section

<https://www.aavso.org/spectroscopy-observing-section>

【コラム 7.2】 研究費を確保しよう

現実問題として、個人で天体のスペクトル観測を行おうとすると多くの人は、特に機材を準備するための予算(研究費)確保に苦勞する。現在アマチュアとして外部から研究費を得る方法は、主に2つあり、日本天文学会の「国内研修支援金」と、科学研究費補助金の奨励研究が一般的である。

ただ、前者は、金額的に少額(同一年度に複数件採用の場合は、予算を折半するのでさらに少額になり、旅費の補助程度にしかならない)なので研究費の補助というよりは、プロの天文学者から学ぶための機会(天文学会のお墨付き)と考えた方がよい。

後者は「教育・研究機関の教職員等」を対象としているので、そうでない一般のアマチュアは応募できないのではないかという危惧をお持ちの方もいるかもしれない(10年以上前は、もっと対象者が広がったように思う)が、最後の文字に「等」がついているので、諦めずに、例えば前年度に天文学会の「国内研修支援金」を受給された場合は、その実績をしっかりと書き込み、応募してみるのはいいことだと思う。こちらは「10万円以上100万円以下」なのでそれなりの金額になるが、査定時にまず必ず数割ほど減額されるので、それでも研究を実施できるような予算組にして応募するのがよい。なお、「国内研修支援金」と科学研究費補助金の奨励研究の URL は以下のとおりである。

(<https://www.asj.or.jp/jp/activities/expenses/kensyu/>)

(https://www.jsps.go.jp/j-grantsinaid/11_shourei/index.html)

参考文献

第 1 章

- 日本天文学会『天文学辞典』, <https://astro-dic.jp/>
- 栗野諭美他著『宇宙スペクトル博物館<可視光編>』, 裳華房, 2001
- 福井康雄他編『星間物質と星形成』, シリーズ現代の天文学第 6 巻, 日本評論社, 2009
- 岡村定矩著『銀河系と銀河宇宙』, 1999, 東京大学出版会

第 2 章

- 栗野諭美他著『宇宙スペクトル博物館<可視光編>』, 裳華房, 2001

第 5 章

- C. E. Moore, M. G. Minnaert and J. Houtgast, *Solar Spectrum 2935Å to 8770Å*, NBS Monograph No. 61, 1966
- ESO 分光測光標準星スペクトルデータベース
<https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra/stanlis.html>
- NASA の HORIZONS サイト, <https://ssd.jpl.nasa.gov/horizons/>

第 6 章

- 小暮智一著『星間物理学』, ごとう書房, 1994
- 沼澤茂美, 脇屋奈々代著『NGC・IC 天体写真総合カタログ』, 誠文堂新光社, 2009

第 7 章

- Christian Buil 氏のサイト, <http://www.astrosurf.com/buil/index.html>
- UVEX プロジェクト, http://www.astrosurf.com/buil/UVEX_project_us/
- Sol`Ex プロジェクト, <http://www.astrosurf.com/solex/sol-ex-presentation-en.html>
- A.R.A.S. spectral Data Base, http://www.astrosurf.com/aras/Aras_DataBase/DataBase.htm
- B.A.A.(British Astronomical Association) Spectroscopy Database Review Spectra,
<https://britastro.org/specdb/data.php>
- AAVSO Spectroscopy Observing Section, <https://www.aavso.org/spectroscopy-observing-section>

索引

数字・アルファベット

A 型星	4,46	[O III]	6
A 線	1,28,32	P Cyg 型輪郭	20,58,61,68
Alpy600	25,66,68,71	P Cyg 星	58
B 型輝線星(Be 星)	4,57,73	QSO	6
B 型星	6,46,57,58,63	[N II]	6
B 線	1,32	SA100	66,70
b 線	1	SMC	9
C 線	1	Sol'Ex	71
CaII H 線	14,46	SPHERE	10
CaII K 線	24,28,35,46,54,55,72	Swings 効果	67
CCD	25,28,36,54,60,61,66	[S II]	6
CMOS	66,73	TiO 吸収バンド	59
D 線	1,2,21,28,30,31,67	T Tau 型星	6
D3	28	UBV 3 色測光	11
DSS-7	26,61,66,68	UVEX	71,72
F 型星	4,46	VEGA	25,27,34,45,49
F 線	1	Ia 型超新星	65
G 型星	4,47,59	あ行	
G バンド	47	天の川銀河	14
GAIA 衛星	11,12	アルタイル	10
Graphcel	36,40,41,43,44	アルゴル型変光星	8
Hg - Ar ランプ	34,45	アルデバラン	5,47
HD 番号	9	一般相対論	20
HR 図	11	色指数	12
H α 線	6,16,19,20,28,54,55,58,61,62,63,65	色一等級図	12
H β 線	5,19,20,61,62,68	色温度	50
H γ 線	19,61,62	ウィーンの変位則	3,20,31,32
H II 領域	6,19,20,63	ウォルフ・ライエ星	5,73
IDL	61	宇宙膨張	9,14,65
K 型星	47	エシエル分光器	71
K1r	55	エドレン	7
K2r	55	エネルギー準位	6,17,18
K3	55	炎色反応	2,17
LBV	58	円盤銀河	13
M 型星	4,59	オリオン大星雲	5,6,14,19,30,64
M1 かに星雲	20,64	温度系列	8,9
M8 干潟星雲	63	か行	
M20 三裂星雲	63	皆既月食	50
M27 亜鈴状星雲	63	皆既日食	4
M31	15	回折格子	23,29
M33	15	回折の次数	24
M57 こと座のリング星雲	63,64	角運動量	18
Ne ランプ	66	可視光領域	6,54
Ne&Ar ランプ	66,67,68	かに星雲	20,64
Ne-Xe ランプ	48	カペラ	47
O 型星	6,45,63	ガリレオ・ガリレイ	56
[O II]	6	簡易分光器	23

輝線	2,4,19	コロニウム	7
輝線スペクトル	31,52	さ行	
輝線星雲	63	最外殻電子	20
基底状態	6,18,20	再結合線	20
キャッツアイ星雲	5,6,17	彩層	4,5,7,55
キャノン	9	差動回転	56
キャリントン	56	サハの電離式	11
共鳴蛍光	67	散開星団	13
巨星	10	散光星雲	30,63
許容線	6,19,20	紫外線	1,6
キルヒホッフ	2	視線速度	5,13
キルヒホッフの法則	2,18,20	実視等級	11
吸収線	2,17,19,31,35,55	磁束密度	21
吸収線輪郭	57	自転速度	57
吸収帯	47,51	磁場	21,22
共生星	73	写真測光	8
銀河	30,67	ジャンサン	4
銀河の回転曲線	13	周期—光度関係	8
銀河の後退速度	14	主系列星	10,22
禁制線	5,6,19,64	シュタルク効果	10,22
空間運動	5	シュテファン・ボルツマンの法則	3
キューサー	6	シュテファン・ボルツマン定数	3
屈折率	1,23	食連星	69,70
クラウンガラス	23	準安定状態	6,19
グリーンライン	7	準巨星	10
グリズム	23,25,34	衝撃波	59,63
グレーティング	23,24,71	衝突逆励起	19
グロトリアン図	18	衝突電離	7
激変星	68,73	衝突励起	19
ケフェウス型変光星	8,14	小マゼラン星雲	8
ケプラー回転	15	ジョンソン	12
ケプラーの第3法則	13,15	縮退	21
光害	31,52	シリウス	4,10,45,46
光害防止条例	33	シーロスタット	21,56
高階電離イオン	7	シンクロトロン放射	20,64
光球	4,7	新星	5,8,20,61,67,68,73
光球磁場	56	水銀灯	31
格子定数	24	彗星	52,66,68,69
高次スペクトル	24	スカイ	52
広視野分光器	69	スターバースト銀河	6
恒星の分光分類	5,8	すばる望遠鏡	15
光電管	11	スペクトル	1,17,23,28,29,30,31,36,42,50,51,52,54,56,57,61,66,67
光電離	20	スペクトル型	10,11,45
光度階級	10	スペクトロヘリオグラム	54,55,72
光度曲線	8	スペクトロヘリオスコープ	71,72
高分散分光器	26,34,35,52,54,55,67	スライファァー	14
光路差	24	スリット	1,17,21,23,25,26,27,28,31,52,53,54,55,56,60,67
黒体放射	3,19,20,31,32,45,53,54	スリットビューワァー	23,25,26,29,30,52
固有運動	5	ステラナビゲータ	52
コロナ加熱問題	7		
コロナ輝線	7		
コロナグラフ	7		

星雲	4,5	透過型回折格子	24
星雲線	5,6,19	等価幅	51,57,58
青色超巨星	10	等速円運動	18
セイファート銀河	6,65	同定	5
せいめい望遠鏡	60	ドップラー効果	5,20,56,57,67
赤外線	1		
赤色巨星	5,61	な行	
赤色超巨星	10	ナスミス焦点	69
赤色矮星	59	ナトリウムランプ	31
赤道加速	56	ニュートン	1,23
赤方偏移	15	熱放射	3
セッキ	4,5,23	ネブリウム	5,6
赤経	36	年周視差	9,11
絶対等級	9,11		
絶対等級効果	10	は行	
ゼーマン効果	21,22	ハーバード大学天文台	8,9,22
ゼーマン分岐量	21	ハーバード分類法	9
遷移	6,17,18	ハイデルベルグ大学	2
前期量子論	18	ハギンス	4,5,23
線スペクトル	17,18	白色矮星	6,62
線輪郭	57	白熱灯	31
早期型星	10,22	ハーシェル	1
測光観測	70	パーセク	11
測光システム	12	波長感度補正	36,45,68
		波長較正	52,61,68
た行		波長較正ユニット	48
対物プリズム	9,23	波長付け	35
対物グレーティング	66,70	波長分解能	24,45
太陽位置角	52,53	ハッブル	14,65
太陽物理学	7	ハッブル定数	14,65
対流層	60	ハッブルの法則	20,65
ダークフィラメント	56	バルマー系列	6,10,19,60
ダークマター	13	バルマー線	10,20,46,47,53,61,68
ターコイズフリンジ	51	バルマー輝線	59,68
ダストテイル	52	バルマーリミット	10
短周期彗星	53	バルミエリ	4
短周期変光星	8	ハロゲンランプ	31,36,50
ダンジョンの尺度	50	晩期型星	22
炭素星	4	反射型回折格子	24
中性水素	1	伴星	57,58
中性金属線	45,46	バンドスペクトル	52
中分散分光器	69	バンドパスフィルター	24
超巨星	10,22	ピッカリング	8,22
超新星	20,67,73	ピク・ドゥ・ミディ天文台	71
超新星残骸	20,63,64	ヒッパルコス衛星	11
超新星爆発	62,63	表面温度	3
長周期変光星	8,58	表面重力加速度	10
低分散分光器	29,34,45,50,57,58,60,66	フォーゲル	4
デネブ	10	藤原定家	64
電場	22	ブラウンホーファー	1,26,27
電離	20	ブラウンホーファー線	1,31,32,54
電離雲	63	プラズマテイル	52

プランク関数	20,50
プランク定数	17
プランクの法則	20
フラッシュスペクトル	4
フラットフィールド	68
フラット処理	50
フーリエ変換	57
プリズム	1,7,9,23,27
プリズム式分光器	23
フリントガラス	23
フレア星	59,60
プレアデス星団	12,57
プレオーネ	57
ブレーズ	24
フレミング	9,22
プロキオン	10,46
分光観測	5
分光器	1,2,7,23
分光診断	30,64
分光素子	23
分光標準星	36,42,68
分散	1,23,24
分子バンド	4
ブンゼン	2
ヘアライン	30
平面回折格子	24
ベガ	4,10
ベテルギウス	4,5,10,47,58
ヘルツシュプリング	11,22
ヘルツシュプリング・ラッセル図	11
ヘール・ボップ彗星	67
偏光	54
変光星	8
ヘンリー・ドレイパー拡張星表	9
ヘンリー・ドレイパー記念星表	9
ボーウェン	6
放射輸達の式	20
ボーアの原子模型	17
ボルックス	47
ボルツマン定数	20
本影	51
本影食	50

ま行

マカリ	34,52,56
脈動周期	9
宮本正太郎	7
ミラ型変光星	8,59,73
明月記	64
モーガン	9,22
モーガン・キーナンの二次元分類	10
モーリー	22

や行

ヤーキス天文台	9
夜光	33
有効ランデ因子	21
誘電率	18
ヨーロッパ南天文台	10

ら行

ライマン系列	18
ラグランジュ点	57
ラザフォード	4
ラジカル	52,53
ラッセル	10
ラムゼイ	4
リゲル	10
リッター	1
リトロー式分光器	28
リービット	8
流星	69
リュードベリ定数	17
量子条件	18
量子力学	18
暦学	1
連続光	53
連続スペクトル	2,17,19,20,31,52,54
連星	10
励起状態	18,20
レイリー散乱	32
レグルス	17
レッドライン	7
連星系	57
ローウェル天文台	15
ロッキヤー	4

わ行

歪曲収差	70
矮星	10
矮新星	67
惑星状星雲	5,6,20,63

執筆者一覧

監修者	加藤 賢一	元岡山理科大学教授
執筆者	綾仁 一哉	美星天文台台長 (2章)
	大島 修	岡山理科大学非常勤講師 (6, 7章)
	坂江 隆志	川口市立高等学校 (3, 5, 6章)
	定金 晃三	大阪教育大学名誉教授 (1章)
	鈴木 文二	渋谷教育学園幕張高等学校 (6章)
	竹内 彰継	米子工業高等専門学校教授 (2, 3, 4, 5, 6章)
	西村 昌能	京都教育大学非常勤講師 (2, 6章)
出版協力者	織部 隆明	鳥取市さじアストロパーク主幹兼学芸員
	宮本 敦	鳥取市さじアストロパーク主任兼学芸員

謝辞

本書は、公益財団法人天文学振興財団の令和7年度第1回天文学普及・啓発支援事業の助成を受けて、刊行されたものです。ご支援いただいた天文学振興財団に、心より感謝申し上げます。

天体スペクトルの教科書

— 高校生の探究活動から高度な研究へ —

発行日 2025年10月3日

発行者 天体分光学の普及チーム

A High Resolution Solar Spectrum from 355nm to 878nm

