

第2章 星の色と分類

2.1 星の色

夜空の明るい星をみても、色の違う星が見つかると思います。さそり座の心臓部に光るアンタレスは赤く見えるのに対し、こと座のベガは白っぽく見えます。この違いは、恒星表面の温度の違いを反映しています(暗い星が全て白っぽく見えるのは目の仕組みの問題です)。溶鉱炉中の鉄塊を熱していくにしたがって、赤い光から白っぽい光を放射していくことからわかるように、青白い方が温度が高く、赤い方が温度が低いことを示しています。

このように、星の色を知ることにより星の表面温度について知ることができるため、星の色を正確に測定できると便利です。たくさんの星の色を正確に測定する方法として、異なった色フィルターをつけて星の明るさ(等級)を測定して星の色を決定する方法があります。よく使われる色フィルターとしては、波長の短い方からB、V、Rの3つがあります。これらはよく通す光の頭文字をとって、主に青い光を通すB (Blue)、黄色から緑色の光を通すV (Visual)、主に赤い光を通すR (Red)のフィルターで、それぞれの波長帯(バンド)を指してBバンド、Vバンド、Rバンドと言います。もっと波長の短い紫外領域にはUバンド(Ultra violet)、波長の長い赤外線よりの領域にはIバンド(Infrared)などもあります。

これらのバンドを用いて測った等級をそのバンド名を用いてB等級、V等級などと呼びます。そして、B等級とV等級との差(B - V)の値を色指数と呼び、星の色を示します。そしてこの色指数からは表面温度の目安を得ることができます。等級は数字が大きくなるほど暗いことを示す対数なので、(B-V)はBバンドとVバンドとの明るさの比を表し、(B-V)の値が小さいということはVバンドが暗い(数字が大きい)、もしくはBバンドが明るい(数字が小さい)ことを示し、より青色が強いということになります。したがってこの場合、より高温の天体であることが分ります。普通の

星の場合、色指数と星の表面温度(T)の関係は

$$T \simeq \frac{9000}{(B - V) + 0.85}$$

で得られます。(“ \simeq ”はほぼ等しいの意味)

例えば、全天で最も明るい恒星であるおおいぬ座のシリウスは $(B - V) = 0$ です。これを式に代入してみると、ほぼ10000[K](絶対温度の単位ケルビン:0[K]=273)となります。白く光る星は、これほど高温の天体なのです。

Example.

オリオン座のベテルギウスの表面温度を以下のバンドの等級から求めよ。

B等級=2.35, V等級=0.50

2.2 スペクトル型 ~ HR図 ~

『Oh Be A Fine Girl(Guy), Kiss Me Right Now, Smack!』

上に書いたフレーズを聞いたことがあるでしょうか? 別に口説き文句というわけではありません(“Smack”はキスの音。ひっぱたかれたバージョンでは“Smash!”といいます)。これはイギリスの学生たちが昔考えた恒星のスペクトル型の覚え方の語呂合わせです。それぞれの単語の頭文字がスペクトル型(Spectral Type)を示しています¹。

2.2.1 スペクトル型

太陽や恒星の光を分光器を通してみると、七色の連続した光の帯(図 2.1)が見えます。これをスペクトルと呼びます。

¹他にも覚え方がいろいろあるので調べてみると面白いと思います。



図 2.1: 連続スペクトル

スペクトル型とは、この恒星から来る光のスペクトルを撮ったときに、そのスペクトルの特徴から、恒星を分類したものです。当初、恒星の物理的実態はわからなかったため、簡単に見かけの単純な順にアルファベットの文字をつけて分類をしたのが、そのおこりです。その後恒星大気で起こっている現象の理解が進み、スペクトル型と恒星の表面温度が密接に関係していることがわかり、

O-B-A-F-G-K-M

O型の高温度星(数万K)からM型の低温度星(3000 K程度)まで、温度系列として並べることになりました。これはとても覚えにくいので、学生たちがおもしろ半分、単語の頭文字がこの順になるような冒頭の文を考えたそうです。こんな工夫は今も昔も変わらないようですね。さらにスペクトル型として細かい分類をする場合、各型ごとに0から9までの10段階に分けます。例えば太陽はG 2型、こと座のベガはA 0型です。また、S型、R型、N型という型もあり、これらは低温度星で元素組成の差によって生じる違いです(「宇宙科学入門」第三章参照)。色指数との関連はA0型の恒星でB-V=0と定められています。

さらに、最近の観測でM型よりもっと温度の低いL型(2000K~1300K)や、さらに低いT型(1000K程度)などの分類が極低温度星の発見によってうまれました。これに合わせて、新しく温度分類のみを考慮して、『Oh! Be A Fine Girl(Guy), Kiss Me, Let's Try!』などという語呂合わせも考えられているようです。

2.2.2 ヘルツシュプリング・ラッセル図(HR図)

多数の恒星について、このスペクトル型と恒星本来の明るさ(絶対等級)を2次元の図上にプロットしたものを、このような図を最初に作った2人の名にちなんでヘルツシュプリング・ラッセル図(略してHR図)と呼びます。図 2.2の通り、横軸は温度の高い方からのスペクトル型の順で、縦軸は恒星の絶対等級です。大

多数の星は左上から右下にかけて帯状に分布します。これを主系列星(main sequence)といいます。また、右上は赤色巨星(red giant)、左下は白色矮星(white dwarf)の分布です。縦軸は絶対等級(「等級」のテキスト参照)なので、白色矮星は高温でも暗い星です。温度が高いほど、同じ大きさなら輝きは強いので、白色矮星は小さい天体であることがわかります。また、赤色巨星は低温でも明るいので、大きな天体(巨星)であることがわかります。恒星のスペクトル型が温度を良く示すのと同様に、色指数も恒星の表面温度を示します。

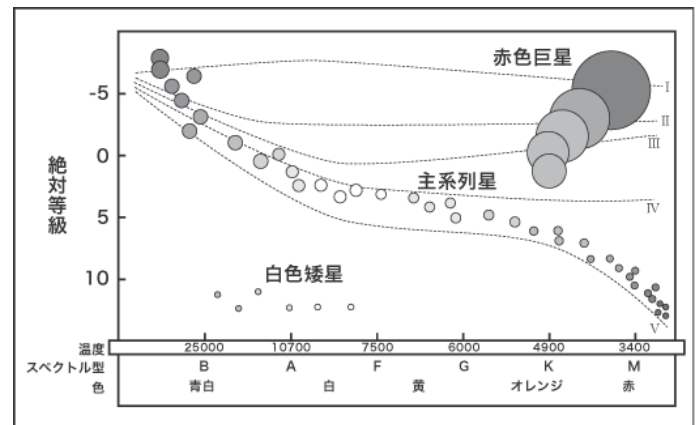


図 2.2: HR 図

この図が発見された当初は大きい星が縮んで次第に小さく暗い星になると思われていたため、主系列の青いほうが若い星、赤いほうが年老いた星と誤認されていました。そこで、F型星あたりを境に高温度星を早期型星(early type star)、低温度星を晩期型星(late type star)と呼んでいました。その名残で、現在でも早期型・晩期型という表現は残っています。しかし、今ではその考えは間違っていることが分っています。ですから、早期型・晩期型といっても、星の年齢とは直接関係はありません。恒星の進化についてはあとで簡単に触れます。

2.2.3 光度階級

HR図を見ると分かるように、同じスペクトル型を示す恒星の中でも、恒星本来の明るさの違いがあります。その恒星本来の明るさを表す指標が光度階級(Luminosity Class)です。光度階級はローマ数字のI..Vの5段階で表されます(表 2.1)。さらに細分化が可能な場合はa,bの添え字がつくことがあります。例

光度階級	星の種類
I	超巨星 (supergiant)
II	輝巨星 (brightgiant)
III	巨星 (giant)
IV	準巨星 (subgiant)
V	矮星 (dwarf) or 主系列星 (main sequence)

表 2.1: 光度階級

例えば、太陽はG 2 V型、ベガはA 0 V型と分類され、これらは二つとも主系列星に属します。スペクトルを詳細に調べると、光度階級ごとの違いが分かります。

2.3 星の進化

星にも生と死があります。そして、死んだ星の残骸から、また新しい星が生まれます。

2.3.1 星の誕生～主系列へ～

星の誕生は分子雲と呼ばれる高密度の星間雲が収縮して、その中に原始星 (protostar) ができるところから始まります。生まれたばかりの原始星は、星間雲の中に埋もれています。このような星から出た光は星間雲の中の塵 (ダスト) に吸収され、赤外線として再放射されます。こうした生まれたての星だと思われる赤外線星がオリオン星雲の中などで見つかっています。原始星の進化は赤外線から可視光の領域でいくつかの段階 (クラス) にわけられています。(図 2.3)

クラス I 天体 (Class I object) は、原始星が濃いガスと塵 (ダスト) に取り囲まれていて、周囲のガスは原始星に降り積もっている最中です。濃いダストのために原始星は見えませんが、ガスに含まれるダストからの赤外線放射のために、連続スペクトルは遠赤外線領域にピーク (図 2.5 の放射の強さが最大のところ) を持ちます。またこの段階ではしばしば双極分子ガス流 (bipolar flows) と呼ばれる 2 つの方向に絞られたガス流が観測されます。

クラス II 天体では、周囲のガスとダストの量が (一部は原始星に降着し、一部は双極ガス流として放出されて) 減少し、中心の天体は古典的 T タウリ型星 (classical

T Tauri star; CTTS) として観測されます。ガス/ダストの量はまだまだかなり多く、星からの放射と同程度の赤外線がダストから放射されます。

クラス III 天体では、ガスの量はさらに減るので、連続スペクトルは星からのスペクトルが赤外放射で少し変形されたものになります。この段階では弱輝線 T タウリ型星 (weak-line T Tauri star; WTTS) として観測されます。

その後、原始星周辺のガス雲 (原始惑星系ガス円盤) はなくなり、スペクトルも中心星のスペクトルそのものになります。低・中質量星についてはこのシナリオで大体説明可能な観測的特長を示しますが、大質量星についてはまだ分っていないところが多くあります。

2.3.2 主系列星 (main sequence)

原始星から始まった星は、収縮に伴って星の半径が小さくなり、中心温度が高くなっていきます。やがて星の中心温度が 1000 万度以上になると、水素の核融合が始まります。この水素の核融合反応は極めて安定していて、中心部の水素がヘリウムになってしまうまで、低質量星の場合で、何億年も続きます。この状態が主系列星です。

星は生まれてから主系列星にいたるまでは H R 図上で大きく移動しますが、その一生の大部分を H R 図のほぼ一定の場所で過ごします。その主系列にいる時間は、天体の質量によってかなり違います。星の主成分は水素で、主な燃料も水素であるため主系列星の寿命はその質量 (M) に比例し、燃料の消費量 (つまり光度 L) に反比例します。

イギリスのエディントンによる質量-光度関係、

$$L \propto M^\alpha$$

(\propto は比例の意味, α は 3 ~ 4 の定数)

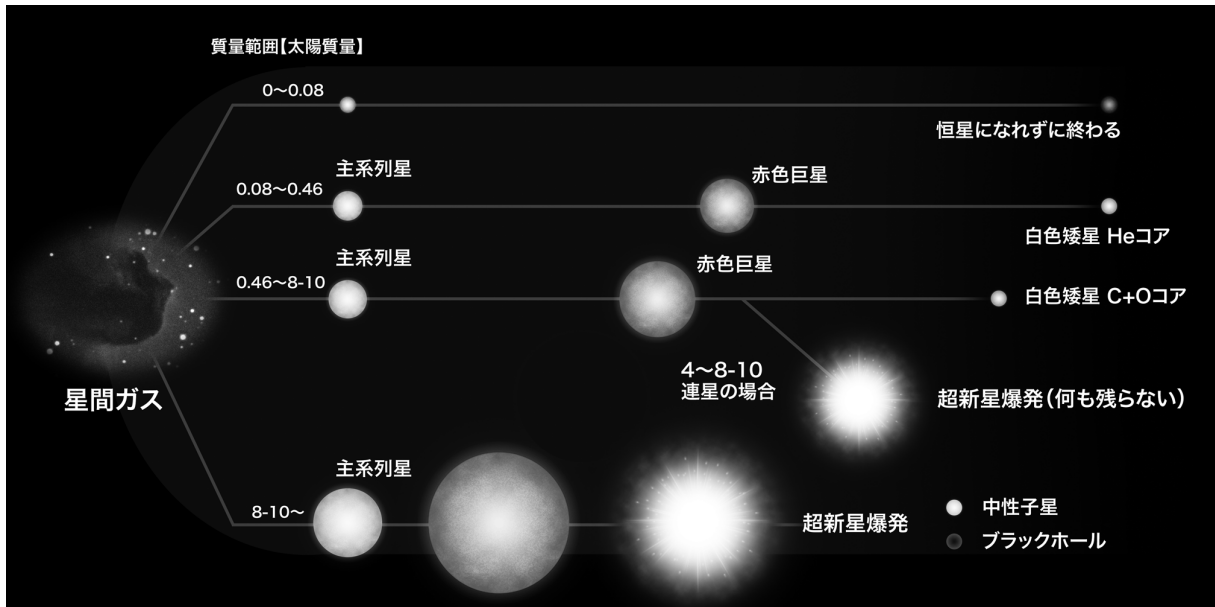


図 2.4: 星の一生

を用い、主系列にいる間に消費できる核燃料はその星の質量に比例すると仮定すると、主系列星の寿命 τ は、

$$\tau \propto \frac{M}{L} \propto M^{1-\alpha}$$

と表せます。 α は 1 よりずっと大きいので、質量の大きな星ほどずっと早く寿命を終えることになります。具体的な数値で示すと、大質量星 (例えば O,B 型の星) は光度の大きいエネルギーの浪費家で、その主系列の寿命も約 1000 万年から 1 億年と短命です。それに対して太陽よりも質量の小さい G,K,M 型の主系列星は明るさもずっと暗く、エネルギーの節約家で寿命も 100 億年以上とたいへん長くなっています。

2.3.3 星の死

星の寿命が質量によって異なるのと同じように、星の死に方も質量によって様々です (以下、太陽の質量を単位として M_{\odot} で示します)。簡単な分類を図 2.4 に示します。

$M < 0.08M_{\odot}$ の天体

生まれたときの質量が小さいと、中心の温度が核反応が起こる温度に達する前に収縮が止まってしまい、主系列星になれません。収縮に伴って開放された重力エネルギーが“星”の外部に全て放出されてしまうと、星

は冷えて暗い天体となります。木星の質量は $0.001M_{\odot}$ であり、わずかな差で恒星になれなかったと考えられています。これらは“恒星”とは呼びません。

$0.08M_{\odot} < M < 0.46M_{\odot}$ の星

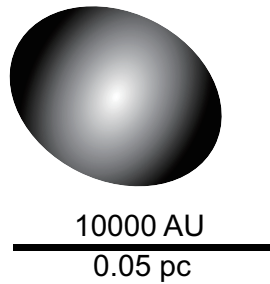
生まれた後に中心部の温度が上昇し数千万度になると、水素 (H) の核融合が始まり、水素燃焼核ができます。水素がヘリウム (He) に変換されるにつれ、中心部にヘリウムが溜まっていきます。以下でも、“燃焼”といっていますが、実際には核融合反応をたとえて表現しているだけで、酸素と化合する化学反応を示すわけではありません。やがて水素の核融合はヘリウムの芯の周囲の核状の部分に移っていきます。これを水素燃焼核と呼びます。こうなると、水素の外層は膨張して赤色巨星 (red giant) となります。この質量の範囲ではヘリウムの核融合が起きる前に水素がなくなってしまい、核融合反応はそれ以上進みません。

水素の外層がなくなると、ほとんどヘリウムでできた白色矮星 (white dwarf) が残ります。

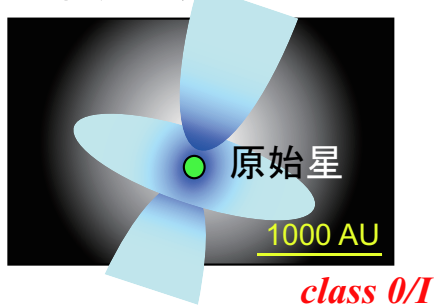
$0.46M_{\odot} < M < 9M_{\odot}$ の星

この質量範囲では、外層の水素がなくなる前に中心部のヘリウムが炭素 (C) や酸素 (O) を作る核融合を始めます。単独星の場合、この次の炭素や酸素の核融合は起きません。ヘリウム燃焼殻ができた段階で (水素

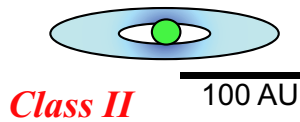
分子雲コア



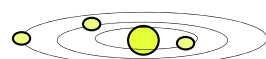
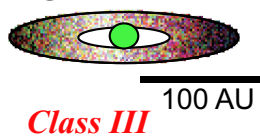
双極分子流 / ジェット



CTTS



WTTS 惑星系円盤



主系列星 (と惑星)

図 2.3: 原始星の進化

燃焼殻のときのように)、再び赤色巨星化します。これを赤色超巨星と呼ぶこともあります。具体的には HR 図上で水平分岐、そして漸近分岐と進化しますが、詳しくは参考文献を参照してください。こののち、外層大気をゆっくりと放出して惑星状星雲を形成します。一方、炭素と酸素が大部分の星の中心部 (C+O コア) は白色矮星になります。これは、われわれの太陽の運命でもあります。

また、質量が $4M_{\odot} < M < 9M_{\odot}$ の天体で連星系をなしている場合は、伴星の質量移動によって質量が急速の増え、C+O コアで核融合がおきます。水素やヘリウムの燃焼ではコアの中心で核融合が起こると、コアが膨張して温度が下がりますが、C + O コアの中心で核融合が起きててもコアは膨張しません (参考文献: 「宇宙科学入門」第三章参照)。そのためコアの温度はどんどん上昇し、核反応の暴走が起きます。そしてコアの炭素や酸素はわずか 0.1 秒程度で一気に燃え尽きてしまいます。またコアの温度は $10^{10} K$ (100 億 K) ぐらいまで上昇し、コアは火の玉となります。その結果、星全体を吹き飛ばす超新星爆発が起こります。

$9M_{\odot} < M$ の星

さらに質量が大きい場合、単独星でも C+O コアで核融合を続け、最終的に超新星爆発を起こして星は吹き飛びます。ただし、星全体が吹き飛んでしまうのではなく、その中心核は中性子星やブラックホールになると考えられています。

このように、星は核融合炉であり、私たちの体を構成している元素 (C, N, O, Fe, ... など) は星の中で作られ、飛び散ったものです。私たちの体は、文字通り星屑からできているのです。

補足：黒体放射

星はいろいろな物質を含んでいるのに、星の表面温度と色指数の間には、どうして簡単な関係が成り立つのでしょうか？どの星でも星から放射される光は、全体的に見れば黒体放射 (black-body radiation) で近似できます。黒体とは、入射する光を反射することなく完全に吸収する理想的な物体です。黒体は温度に応じた電磁波を放射し、この放射を黒体放射と言います。

黒体放射のスペクトルの形は温度だけで一つに決まります (図 2.5)。放射の強さが最大になる波長 λ_{max}

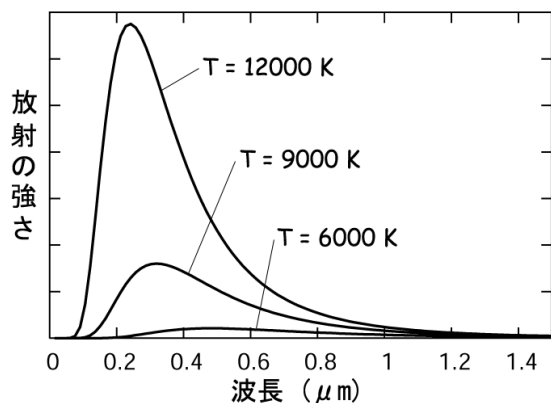


図 2.5: 黒体放射のスペクトル

は温度 T が高いほど短く、両者の間には

$$\lambda_{max}T = 2900[\mu m K]$$

という関係があります (波長の単位は $\mu m = 10^{-6}m$, 温度は絶対温度)。これをウイーンの変位則と言います。また、このように放射される光の強度分布をプランク分布とも呼びます。

Example

色指数のところで求めたベテルギウスの表面温度から、波長 λ_{max} を求めよ。

参考文献

尾崎洋二 1996年 「宇宙化学入門」東京大学出版会

岡村定矩(編) 2001年 「天文学への招待」朝倉書店

江里口良治 1994年 「宇宙の科学」東京大学出版会

横尾武夫 1993年 「宇宙を解く」恒星社

ジャクリン・ミットン 1994年 「天文小事典」地人書館

高原文郎 2000年 「宇宙物理学」朝倉書店

栗野諭美、田島由起子、田鍋和仁、乗本祐慈、福江純
「マルチメディア宇宙スペクトル博物館<可視光編>」

I.S.Glass 1999年 「Handbook of Infrared Astronomy」

【執筆：日下部 展彦】