



太陽大氣に於ける諸問題 (1)

上 島 昇

概 説

太陽の直接観測し得る部分は極めて小さく、僅かに大氣に限られること云つてよい。太陽活動の片鱗さも見ろべき黒點やこれに伴ふ現象を超えて、太陽の内部は観側からは全く窺ふ由もない。勿論 Eddington の理論的研究によつて著しい進歩を見た。併しこんなわけでこゝでは太陽大氣に関する研究に止めて置きたいと思ふ。太陽の輻射や吸収スペクトルの研究から、Russell 及び Stewart は太陽の大氣に關し次の如く云つて居る。「一番上には彩層と呼ばれる厚い層がある。こゝでは瓦斯は個々の原子に働く輻射壓によつて支持されて居る。この層に於ける壓力及び密度は除々に下方に増加し、その底部に於ける壓力は 10^{-7} 氣壓或は水銀の 0.0001 mm 程度である。この層の下では重力が優つて來て、壓力は下るにつれて頓に増加するが、温度は殆んど變る事なく、瓦斯の透明の間は先づ 5000 度附近である。反彩層と呼ばれるのはこの部分である。壓力が 0.01 氣壓に達するこゝ、一般吸収の爲に瓦斯は不透明になり始める。この不透明度は壓力と共に大いに増加し、反彩層はかなり急激に變つて光球となる。光球は我等の研究せん

さするスケールでは不透明體と見られる。不透明度が重大になると、温度は Schwalschild 及び Eddington の展開した輻射平衡の理論に従つて上昇する。観測さるゝ光球の温度は輻射の放たれる層に對する平均値である。」併しながら太陽は極めて近距離にあるが故に、これに關しては此の他にも他の星には全く知り得ない部分の知識を得る筈である。實際太陽には此の種の附隨物が二つある。——プロミネンス及びコロナこれである。或る意味では大氣と云ふ名はスペクトルの吸収線を形成する場所に對し附せられ、プロミネンスやコロナは太陽大氣の研究からは除かれる。併しながら一方 Deslandres と云つて居る様に、光球外の太陽外層は太陽の大氣と考へてよい。蓋し本論文の題目に大氣なる語を選んだ所以である。

太陽大氣に關する問題は極めて多い。こゝでその個々に觸れる事は到底不可能である。で其の中只五つの問題を選んでこれが議論をすゝめて行きたい。即ち大氣に於ける壓力、大氣の量的分析、黒點スペクトルの相對的強さ、噴出プロミネンスの高速度、及びコロナの輻射の性質これである。以下これらの問題に關する重要な研究を聚集し吟味して、近代思想の一般的傾向を示さうと思ふ。問題の性質上近頃進んだ原子や輻射に關する多くの知識を必要とする。勿論今日でも原子の構造に關する理論は完成の域遠く及ばぬ。従つてこれらの現象を完全に解かんさするには將來に於ける物理學の進歩に待たねばならない。

A 太陽大氣に於ける壓力

1 太陽大氣に於ける壓力の正確な知識は太陽物理學の種々の問題に資する所極めて多い。併しながら壓力の決定は極めて困難であり、完全な解答は高温度に於ける瓦斯體に關する物理學の一段の進歩を待たねばならぬ。過去數年の間に反彩層に於ける壓力に關する概念は一變した。以前は數氣壓に及ぶと考へられて居たが、今では一般に一氣壓の $\frac{1}{1000}$ にも及ぶまいと信じられて居る。壓力を評價する種々の方法が、Russell 及び Stewart, Fowler 及び Milne 或は Saha 等によつて提起された。今簡單に全てに亘つて一瞥を與へよう

1 實驗的研究

2 フラウンホーフエルの壓力變位

古くは孤燈スペクトル線と太陽スペクトル線との波長を比較して、太陽の壓力を數氣壓なりと見た。即ち Jewell, Mohler 及び Humphreys は種々の金屬線の研究から 2 乃至 7 氣壓と出した。十四年の後 Fabry 及び Buisson は詳しく鐵の孤燈線を檢べて、吸收線を出す太陽の鐵の蒸氣は 5 乃至 6 氣壓だと結論した。これらの評價は太陽及び孤燈線の波長の絶對差によつてなされたが、後、實驗室に有つても太陽に於ても、波長は他の多くの原因から左右され、従つて壓力變位の色別は極めて困難なるを知るに到つた。併しながら同じ元素でありながら全々異なる壓力係數を持つ様な線が発見されるに及んで相對的な方法が可能となつた。Evershed は壓力に最も感じ易い線と最も感じの悪い線とを用ゐて、太陽の壓力は一氣壓以下なりと結論した。併しながらこの方法もまだ信頼するに足らない。何故と云へば最も感じのよい線は又大きな極效果 (pole-effect) を持つ様なタイプに屬するからである。現在唯一の最も信頼に値する方法は次の如きものである。二つの線のグループが一氣壓毎に C_1, C_2 の如き壓力係數を持つとし $\Delta\lambda_1, \Delta\lambda_2$ を壓力の増加による波長の變化とすれば、加つた壓力 p は $(\Delta\lambda_2 - \Delta\lambda_1)/(C_2 - C_1)$ に等しい。この場合略同じ位の平均の強さを持つ幾組かの線を用うれば、高さや對流による影響は除かれる。更に組を作るに當つて、略同一のスペクトルの部域に限れば、ダブルル効果や相對律の影響は僅小となる。1921年に Perot はこの方法を Mg の線に應用して、この線を生ずる反彩層の壓力は閑却してもよい程小なる事を見出した。又或る鐵の線を發する部分の壓力も 30cm Hg の程度なりと知られた。Salet も亦 $\frac{1}{10}$ 氣壓程度ならんと言つて居る。併しながらこの問題に關して最も貢獻したのは井ルソン山天文臺の St. John 及び Babcock である。即ち彼等は必要條件を満す 11 組の鐵の線に對し次の如き結果に到達した(1924)。この表を一覽すれば直ちに解る様に正號と負號とは相半するが、その平均値は反彩層に於ける壓力が一氣壓の小さな分數に過ぎない事を示して居る。同じく鐵線に對してあ

第 一 表

グループ	部 域	線の數	壓 力	グループ	部 域	線の數	壓 力
a-b	3765	20	-0.089氣壓	a-d	4623	20	-0.09
b-d	4165	20	-0.26	a-b	4741	20	+0.59
a-b	4185	20	-0.22	b-c	4913	20	+0.29
b-d	4238	20	+0.54	b-Mn	4770	14	-0.33
b-c	4450	13	+0.07	a-b	5486	20	-1.00
a-d	4615	20	+0.75				

平均壓力 0.13 ± 0.06 氣壓

るが、別の材料を用ゐて平均の壓力 $+0.05$ 氣壓を見出し、又 C 及び Ti 線に對しては $+0.02$ 氣壓なる値を導いて居る。

要するにすべての結果は壓力は極めて小なりと云ふ意見と一致して居るが、進んで例へば 0 氣壓と 10^{-1} 氣壓との間に在つては幾何なりと明確に觀別し得るものがあるか。

更に同様の方法を明るい恒星に應用して見るに面白い。Adams は恒星大氣に於ける壓力の研究を初むるに當り、火花線と孤燈線の壓力係數の系統的差異を基礎に用ゐた。即ち St. John 及び W.S. Adams が斯くの如き方法によつて、シリウス、プロシオン及びアルクテウルスに見出した大氣の壓力は次の如くである。勿論これらの數値は用ゐた吸收線を生ずるレベルに關するものと見るべきである。

第 二 表

星	線 の 數	ク ラ ス	壓 力
シリウス	70	c,d	$+0.4 \pm 1.1$ 氣壓
	87	a,b	
プロシオン	71	c,d	-0.8 ± 0.9
	158	a,b	
アルクテウルス	175	c,d,Mn	-0.5 ± 0.8
	247	a,b	
太 陽			$+0.13 \pm 0.06$

Salet も同様な研究から決定的ではないがアルクテウルスの場合には約 3 氣壓、プロシオンの場合には 1, 2 氣壓と與へて居る。

斯くの如く恒星に見出された壓力も太陽の場合と同程度と見られる。

3 壓力に感じ易い線の鋭細

壓力の高い場合には附近にある原子が吸収すべき原子に影響して、スペクトル線は太くなる。蓋し原子の完全な週期性は失はれて、その量子状態が完全に單一に決定されないがためである。所がアークでは鋭細ではないが真空中でははつきりこでる様な線は、太陽に於てもシャープに出て居る。これは太陽スペクトルに見ゆる線は壓力の低い所で生ずるものご信すべき理由を與ふるものではないか。Cr, Ca, 及び Ba の斯くの如き線から Russell 及び Stewart はこれらの線な發する反彩層に於ける壓力は 0.1 氣壓よりも低かるべしご結論した。進んで Payne は early B 型の星や later O 型でシャープに見えて居る N^{++} の線は、實驗室では最上の條件の下にあつても稍鋭細を缺いで居るからこれらの線はかゝる星の大氣でも極めて壓力の低い部分に發生さるゝのであらうご云つて居る。

2 理論的研究

4 大氣に於ける電離と分解

恒星大氣に於ける壓力を評價する巧妙な方法が、イオン化の理論から導かれる。これが應用は種々の場合になされた。

a) Saha の與へた公式によれば、太陽に在つてはカルシウムのイオン化は 10^{-4} 氣壓に於て完全する筈である。故にこの壓力を持つレベルは 4227A の線を放つ中性 Ca の最上層ご見るべきであらう。一方 Mitchell は閃光スペクトルの觀測から、H 及び K 線は 14,000km に迄登つて居るが、4227 の線は僅かに 5000km により達して居らない事を發見して居る。故に 5000km の高さに於ける壓力は約 10^{-4} 氣壓であらう。又 Sr 及び Ba の電離電壓は Ca より低いから、イオン化は同一の温度に對してはより高壓に於て完全すべく、閃光スペクトルに於てもこれら元素の中性の線は遙かに早く消失するであらう。かくの如き觀測によつて反彩層に於ける素元の分布を完全に描寫する事が出来るかも知れない。併しながら種々の金屬の電離電壓やスペクトル系列に關する我等の知識は極めて貧弱であるから。この理論もさして満足な結果を擧げる事は出来ない。

b) St. John は白紋上の火花 ti 線の強さの増加から中間のレベルに於ける壓力は 10^{-1} 乃至 10^{-2} 氣壓の程度だご云つて居る。

c) アルカリ金属やアルカリ土属の孤燈線は黒點上では普通の太陽面よりもその強さを増して居るが火花線は却つて強さを減じて居る。之は壓力を 10^{-2} 氣壓以下とすれば兩所に於ける温度差に原因するイオン化の多寡により説明される。

d) Balmer 及び Pickering の系列が同時に現れ、而も同じ強さを持つて居る O 型の星では、壓力は 0.01 氣壓と思はれる。(Russell)

c) Atkinson は TiO_2 の分解を論じて居る。この化合物のバンド・スペクトルは M 型の星の主な特性であり K5 型にも見られるが、温度上昇して Ko 型の星に到れば消失する。この化合物の平衡は $K_p = P_{Ti}P_{O_2}/P_{TiO_2}$ の如き量により決定されるを假定して、彼はこれらの星では反彩層の壓力は 10^{-5} 或は 10^{-6} 氣壓と見るべきだと云つて居る。(上式で P は夫々 Ti, O_2 , TiO_2 の部分壓を表はす。) Russell 及び Stewart はこの分解により生ずる酸素を分子状態になく原子状態にあるものと考へ、公式を補正して、Ti 及び O の部分壓は 10^{-5} 程度で、反彩層の壓力としては 10^{-3} 乃至 10^{-4} 氣壓と見るべきだらうと云つて居る。

f) Fowler 及び Milne の研究

他に差異がなければ恒星スペクトルにある一つの線の強さは大氣中に存在して其の線を吸収し得る様な原子の濃度に比例するを假定して、Fowler 及び Milne は、中性であり而も r 状態に在る原子の分數 n_r は

$$P_e = \frac{0.332\sigma}{b(T)} \cdot \frac{\lambda_r + \frac{5}{2}KT}{\lambda_1 - \lambda_r} \cdot T^{5/2} e^{-R_1/KT}$$

なる時に極大なる事を證明した。こゝで P_e はあらゆる所より來るエレクトロンの部分壓を表はすが、恒星大氣に於ける條件の下では一原子に對し先づ一エレクトロンが存在するから、瓦斯の總壓力の半ばと見てよからう。上式より、或る線の強さが極大なる様なスペクトル・クラスの温度を知れば反彩層に於ける部分壓 P_e の値を決定し得るのである。温度は M 型から A 型まではかなりよく知られて居るから、この温度を採用して、Fowler 及び Milne は種々の線から P を計算した。例へば Balmer 系列は約 10,000 度の温度を持つ A₀ 型の星に於て極大なる。此の場合には $N/1 = 109678$, $\lambda_1 = 13.54$, $N/2^2 = 27420$, $\lambda_2 = 3.385$, $b(T) = 2$, $\sigma = 1$ である。故に

$T_{\max} = 10,000^\circ$ とすれば	$P_e = 1.31 \times 10^{-4}$ 氣壓
$= 11,000$	$= 7.20 \times 10^{-4}$
$= 12,000$	$= 3.08 \times 10^{-3}$

を得る。尙其の他の線に對して計算された結果を引用すれば、

		$P = 0.82 \times 10^{-4}$	但 $T = 10,000$
Mg ⁺ 4481		1.30×10^{-4}	10,220
		5.24×10^{-4}	11,000
Mg 5711 5528)	4703 4352)	2.43×10^{-5}	5,000
		1.58×10^{-4}	5,500
		7.76×10^{-4}	6,000
Mg 5184 5173)	5167	5.34×10^{-5}	5,000
		3.45×10^{-4}	5,500
		1.69×10^{-3}	6,000
Na 5688 4983)	4669 4498)	1.80×10^{-5}	3,500
		2.17×10^{-4}	4,000
		1.50×10^{-3}	4,500
Sr ⁺ 4216 4078		2.63×10^{-5}	5,500
		1.43×10^{-4}	6,000
Ba ⁺ 4934 4554		2.52×10^{-5}	5,000
		1.58×10^{-4}	5,500
Ca ⁺ 3968 3933		9.89×10^{-7}	5,000
		5.02×10^{-5}	6,000
Ca 5513 4847)	7326 5189)	2.01×10^{-5}	4,000
		1.83×10^{-4}	4,500
		1.16×10^{-3}	5,000
Ca 4455 4435)	4425	2.15×10^{-6}	3,500
		3.78×10^{-5}	4,000
		3.70×10^{-4}	4,500

こゝに研究せる線は殆んどすべて巨星であるから、この結果は巨星に對する壓力の平均値を見るべきであらう。併しながら、恒星間の壓力の距りは割合小さいと考へられるから上に見出した 10^{-4} 氣壓なる値は太陽の反影層に於ける平均壓力と見てもよからう。

5 太陽の外層に於ける一般不透明度

大氣中の一般不透明度の概念から壓力を決定する手段を得る。不透明の原因に關しては二三の假定が提起された。透明でない云ふのは實驗室内でも、太陽に在つてもイオン化の様子に起因する云ふ意見を初めて發表したのは Stewart である。つゞいて Russell 及び Stewart は一般不透明は自由電子による輻射の分散及び吸収、原子の Rayleigh 分散に歸した。更に最

近 Eddington 及び Milne は光電的イオン化による不透明度を計算した。

a) Russell 及び Stewart の研究

F を以つて輻射の始めの強さが $1/e$ だけ弱めらるゝに要する距離を表はせば、その計算された結果は次の如し。(ナトリウムの輻射に對し)

Na 及び自由電子の壓力 F_1 (分散より) F_2 (吸収より)

I 氣壓	F_1	F_2
	170km	0,012km
10^{-1}	630	0,47
10^{-2}	2,900	28
10^{-3}	21,000	2,600
10^{-4}	200,000	260,000

上表より知れる様に太陽大氣の壓力が 0.01 氣壓もある様では、イオン化する原子はかなり不透明だから、其以下の輻射は遮断されて終ふ。故に 0.01 氣壓は大體光球の壓力を表はすものみ見られ、更に外層の壓力は遙かに低いに違いない。

b) Eddington の研究

外層に對し透導された吸収係數 $K=177$ を使用し、Eddington は光球の壓力を 10^{-5} 氣壓に得た。併し彼によれば 80% の輻射を出す層の厚さは僅々 17 Km に過ぎぬ事になる。

c) Milne の研究

Milne の公式により計算された不透明度は Russell 及 Stewart により計算されたものより遙かに大きい。即ち後者によれば、温度 5000° 、壓力 10^{-4} 氣壓では一部イオン化する Na 蒸氣が光線を $1/e$ に迄減ずるには 200,000 km の厚さを持たねばならないが、Milne の計算では Ca に對しては 28km で足りて居る。これは Russell や Stewart の計算した不透明の原因は Milne のものしたもの比べては閑却してよい事を意味する。故に若しこの理論が正しいならば光球の壓力は高々 10^{-5} の程度であり、大氣は遙かに低壓でなければならぬ。

6 スペクトル系列の觀測される極限

Bohr によれば觀測される Balmer 系列の線の故は瓦斯の密度如何によ

る。n番目の軌道を開くためには、エレクトロンは原子核より 0.522×10^{-8} n²cmの平均距離に迄離れねばならぬ。併しこの距離以内で第二の核の影響を受けるごすれば、軌道はある極限以上に開く事は出来ない。更に壓力を觀測さるゝ水素線の數ごの間には劃然たる關係がある様である。Wrightによれば最後の Balmer 線の直ぐ赤の側にある absorption head は α Lyrae (普通の A 型) に於ては α Cygni (超巨星) に於けるよりも更に赤の方にある。Payne 及び Howe は觀測さるゝ Balmer 線の數ご補正した個有運動ごの間に劃然たる關係を見出し、これを多くの星の眞光度の最上の規矩に選んだ。以上の考察から壓力然つて原子の密集は線の發生能力に或る影響を持つて居る様に思はれる。實際 Payne は Bohr の評價より反彩層の壓力を計算し、 10^{-3} 乃至 10^{-4} 氣壓なる値を見出した。併しながら彼の女は此の値を上の極限を考へて居る。何故ご云へば系列の紫の方の端にある數本の線は見落すごごあり得るからである。

Saha は更に Fraunhofer スペクトルを査べて、五番目か六番目以上の量子軌道はめつたに開展して居らない事を知り、従つてこの系列の極限から壓力を決定する正密な方法が得られるご言つて居る。

元素	フラウンホーフエルスペクトル中の最後の系列線	第一軌道の相當波長
H	H ϵ $\nu = N \left\{ \frac{1}{2^2} - \frac{1}{7^2} \right\}$	2238
	H δ $\nu = N \left\{ \frac{1}{2^2} - \frac{1}{8^2} \right\}$	1714
Na	(2p-6d) 4668,60	3062
	(2p-6s) 4751,89	3437
Mg	2p-6d 4351,94	3649
Ca	(2p-4d) 5188,85	6385
	(2p-5s) 4847,29	5028

7 吸収線の幅

吸収線の幅の廣くなるのに對し考へ得る原因ごとしては、

- a. 壓力 (分子衝突)
- d. イオン化せる瓦斯に於けるイオンご自由電子ごによる場の吸収分子に及ぼす Stark 效果
- c. 視線の方向にある吸収分子の數, 熱運動による Doppler 效果

- d. 上昇及び下降流の Doppler 効果
- e. 太陽の自轉の Doppler 効果
- f. 正常の電場による Stark 効果
- g. 種々の速度を持てる自由電子の Compton 効果

この中 a は既に H. C. Hulburt に論ぜられ、a, b, c, は Russell に論ぜられた。

a. Debye によれば 1 オンの全質量が 10^{-6} gr/cc なる如き瓦斯に於ける平均の分子の場は約 10^{-4} volt/cm³ である。水素線はこの場の強さによつて約 4 A. U. に迄廣められ、普通の線はこの $\frac{1}{10}$ だけ廣くなる筈である。恒星スペクトルの線の細さから、Russell は高温星に於ては壓力は 5×10^{-3} 氣壓を越得ず、K 星に於いてすら 0.1 氣壓を越得ない云つて居る。一方 Hulburt は Stark 効果と Saha の 1 オン化の公式とを結んで、多くの恒星スペクトルに於て Balmer 線の太くなつて居るのを説明するために、星の大氣の壓力は數氣壓でなければならぬ云つて居る。併し Russell 及び Stewart はこの計算を更に嚴密に繰返して、太陽大氣に於ては 10^{-8} 氣壓 α Lyrae の場合には 10^{-4} 氣壓だと證明した。

b. 古典的な電磁説に立つて居る Stewart の研究によれば 10^{-1} AU よりも太い闇線の觀測さるゝ幅は $\Delta = (5.8 \times 10^{-13}) \lambda \sqrt{N}$ により計算される。こゝで N は視線の方向にある單位面積筒内の當該原子の數である。これを Na 蒸氣に應用して、Russell 及び Stewart は反彩層中の壓力は 10^{-5} だと出した。

c. この影響は 10^{-4} 氣壓より大なる密度に於てのみ重要である

實際の場合には上の原因が相關聯して線を太めるのに影響するのだけれど太陽大氣の壓力が 10^{-3} 乃至 10^{-8} 氣壓なる事は明かであらう。

8 輻 射 壓

太陽大氣に於ける原子が單に重力のみを受けて居るをすれば、太陽の表面では重力の値は地球上の 27.6 倍だから、容易に計算される様に、Z キロメートルの高さにある元素の密度は略

$$\rho = \rho_0 \times 10^{-\frac{AZ}{400}}$$

で與へられる。この式で A ははその元素の原子量を意味し、 ρ_0 は表面に於ける密度をあらはす。併しながら觀測の示す所では ρ の減少は一般にこの式により與へられるよりは遙かに緩かである。故に太陽太氣に於ては某かの斥力が働いて重力の値を小さくして居るご見てよい。この斥力を輻射壓と見るのは自然であり、従つてこの見地からも、大氣に於ける壓力を決定する事が出来る。

Eddington によれば太陽の場合には輻射壓に支へられる最上層の物質は 10^{-4} gr/cm³ に過ぎないご云ふ。故にこの物質が 400 キロメートルの高さに擴つて居るごすれば、平均の密度は 5000 度にある水素原子に對しては、 10^{-6} 氣壓の平均壓力に相當する。

一方 H 及び K 線が 10AU の幅を持つごすれば、毎秒單位面積毎に單位立體角内に放射されるこの部域の輻射の量は約 6×10^{17} エルグである。更にこれが四方に向ふごを考慮して Milne はこの輻射がすべて吸收されるものごすれば、單位面積毎に輻射壓に支へられて居る物質の量は 2.4×10^{-8} g/cm³ に出した。故にこの物質が 5000° で 5000 km の柱を占むるごすれば、その平均壓力は 5×10^{-13} 氣壓ごならう。彼はこれを高い彩響に於ける壓力ご考へて居る。

9 閃光スペクトルには分散光なし

閃光スペクトルに連續スペクトルが觀測されないご云ふ事實から見てもこの部分の密度は極めて低いごは思はれる。Russell 及び Stewart はこの見地から、高い反彩層に於ける壓力は 2×10^{-5} 氣壓を超えまいご云つて居る。

10 太陽の外層に於ける輻射平衡

Eddington の輻射平衡の公式が近似的には外層にまで當るものごすれば光球の壓力は 0.01 氣壓よりは少くごも五倍小さい筈である (Russell 及び Stewart)。又外層に對する Milne の輻射平衡論によれば $T^4 = \frac{1}{2} T_1^4 (1 + \frac{3}{2} \tau)$ であるが、これから出發して彼は光球の壓力を 1.12×10^{-4} 氣壓ご出して居る。

上に抄記した方法によつて導かれた反彩層の壓力を要約すれば次の如くである。

壓力變位	$<10^{-1}$ 氣壓	バルマー系列	10^{-3} — 10^{-4} (上限)
線の細さ	$<10^{-1}$ 氣壓	線の幅	
イオン化		Russel	10^{-3}
Saha	10^{-4} 電壓(5000kmに於て)	Hulburt	數氣壓
St John	10^{-1} — 10^{-2}	Russel及びStewart	10^{-5}
Russell	10^{-2} (O型星)	Russel及びStewart	10^{-5}
Russell	$<10^{-2}$ (黒點)	Russel及びStewart	10^{-3}
Atkinson	10^{-5} — 10^{-6}	輻射壓	
Russel及びStewart	10^{-3} — 10^{-4}	Eddington	10^{-6}
Fowler及びMilne	10^{-4}	Milne	10^{-13} (上彩層)
一般不透明度		閃光スペクトル	$<10^{-5}$ (上反彩層)
Russel及びStewart	10^{-2} (光球)	輻射平衡	
Eddington	10^{-5} /	Russel及びStewart	10^{-3}
Milne	10^{-4} /	Milne	10^{-4}

これらの考察は殆んきすべて近代の宇宙物理學的研究に負ふものであるが、その主流の向ふ所は一つである。勿論壓力の大いさに關しては未だ意見の一致は見ない。又何れを重視する事も出来まい。併しながら最近の研究に於ける一般の傾向は常に反彩層の壓力に低い値を附さんとして居る。實際壓力が 10^{-4} 氣壓より小さいと云ふのは至當の様に思はれる。而も然りすれば、これを壓縮して空氣程の密度を持たすべければ、光球上の瓦斯體は僅か一時を占るに足らない。考へても御覽なさい。一時の空氣が何百何千哩の層に擴散して居るのです。——而もこれは近代物理學のもたらした結果なのです。勿論現在我等の知つて居るのは反彩層乃至彩層に於ける壓力の平均値に過ぎない。光球上の種々な高さに於ける正密な値を知る事は不可能である。従つて進んで完全な解結に至るは將來に於ける理論並びに實驗物理學の進歩に待たねばならぬ。(未完)