

星間雲と星の誕生

菊池 仙*

1. はじめに

星間物質が銀河系全体の質量のうちで占める割合は、わずか数%に過ぎないが、銀河系の構造と進化を考える上で決して忘れてはならないものである。本来、星と星間物質は完全に離れた関係にあるのではなく、相互に影響を及ぼし合っている。新星、超新星の爆発に伴って、星から星間ガスへ絶えず物質は移行しているし、また逆に、星間ガスが凝縮して新しい星が創り出されていることもほとんど疑う余地はない。このような物質の流れは星の進化が問題となる時間にくらべればずっと短い時間のうちに起ることが多い。これまでの天文学の発展を見ると、いわゆる安定した状態の研究はさかんに行なわれたが、急激な状態変化を伴う現象の研究は始まったばかりだと言っても過言ではない。これまで、このような研究があまり行なわれなかった理由としては、平衡の概念が成り立つ問題よりも理論的取り扱いがむずかしいことのほかに、不安定状態が持続する時間が短いため観測が一般に困難であることが考えられる。

星が生まれる時にも、このような急激な状態変化が起ると考えられている。ここでは、星の母体である星間物質の物理状態と星団の形成について述べようと思う。さて、星が今もなお生まれ続けていることの証拠としては O, B 型星が存在していることをあげれば十分であろう。何故ならば、これら高温の星は、高い能率でエネルギーを放出しており、約 10^7 年でその燃料を消費してしまうはずである。この O, B 型星の寿命は銀河系の年令約 10^{10} 年に比べれば非常に短いものであり、これら高温の星は最近誕生したばかりの若い星であると言ってよい。

これら的高温星は、多くは散開星団やアソシエーションに属しており、運動学的見地からも極めて若いことが明らかにされている。また 21 cm の電波による水素の観測から、これらの若い星の近くには濃いガスがあることが確かめられている。以上のような観測的事実を考え合わせると、星は星間ガスから集団で誕生するという考えが出て来る。そして、この考え方は大部分の天文学者によって信じられている。

星の誕生に関する問題は次の3段階に分けることができよう。

- (1) 星が形成される星間物質の物理的状態。
- (2) 星の誕生の過程。
- (3) 生まれた星の持っている特性。

これらのうち、直接に観測出来るものは、(1)と(3)に限られており、(2)に関しては実際の持続時間が短いため観測的に手掛りをつかむことはむずかしい。むしろ、(2)については、いろいろな仮説を立てそれがいかん(1)と(3)の観測事実を説明し得るかという方向で研究が進められている。

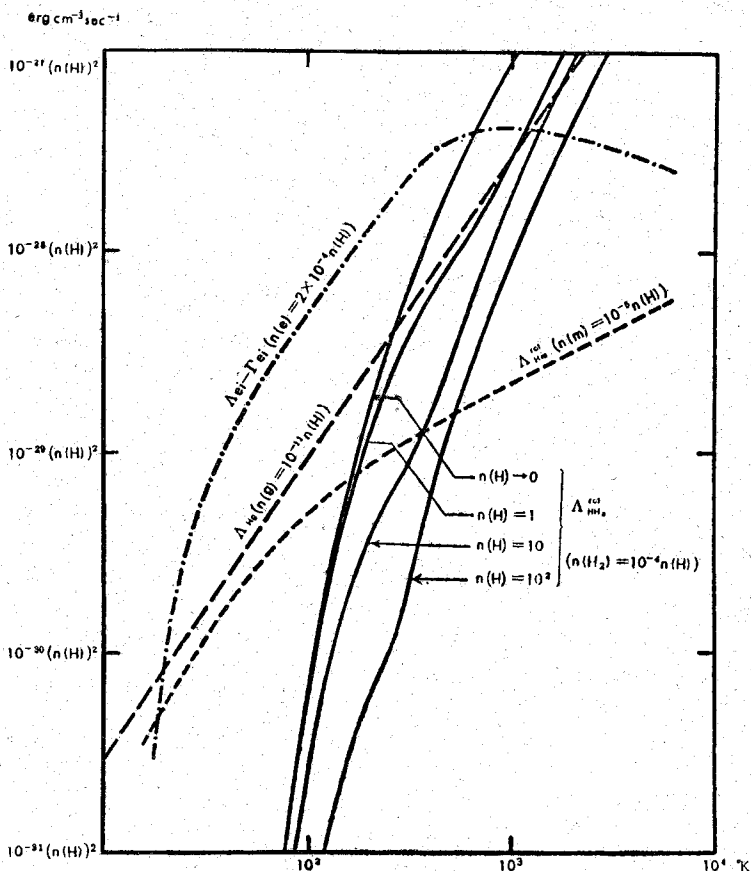
ここでは、(1), (2), (3)の順で話を進めることにする。

2. 星間雲

星間空間は、水素がほとんど完全に電離している HII 領域とほぼ中性である HI 領域に分けられる。これは星からの紫外線 ($\lambda < 912 \text{ \AA}$) が十分に供給されるか否かに依っている訳だが、これに伴って物理的状態にも非常に大きなちがいがあがる。HII 領域は $n \sim 0.1 \text{ cm}^{-3}$, $T \sim (5-10) \times 10^4 \text{ K}$ と考えられているのに対して、HI 領域では $n \sim 10 \text{ cm}^{-3}$, $T \sim 125 \text{ K}$ 程度とされている。

HI 領域は星間雲の形で星間空間に浮遊していると考えられているが、その最大の根拠は、星間吸収線が2本又はそれ以上はっきり分離して観測されることであろう。ある星と観測者の中間にある星間雲が勝手な方向と速度を持って運動していれば、星のスペクトルの上にそれぞれの星間雲による吸収線がドブラー効果によって波長がずれて重なる訳である。星間雲の内部のガスの温度は先に述べたように低いので、星間雲内部での熱運動によるスペクトル線の広がりも極めてわずかであるし、内部の乱流も (1-2) km/sec 程度で、星間雲の不規則運動 (7-10) km/sec に比べれば小さい。従って、星間吸収線が星間雲ごとに分かれて観測される訳である。星間吸収線の代表的なものは、 Ca^+ 及び Na の線で、多くの場合はこれらを使って視線速度が測られているが、いつでも星間雲ごとに吸収線が完全に分離される訳ではない。星間吸収線の観測では、少なくとも 10 $\text{\AA}/\text{mm}$ 以上の高分散スペクトルが要求されるが、10 $\text{\AA}/\text{mm}$ のスペクトルでは 15 km/sec の視線速度のちがいがなければ、2つの星間雲を区別することは出来ない。実際、 α Cyg 方向の星間吸収線は、アダムス⁽¹⁾は2本観測されるとしていたが、リヴィングストンとリンズ⁽²⁾は高分散スペクトルによって、それが5本の星間吸収線に分離されること

* 東大理学部
Sen Kikuchi: Interstellar Cloud and Star Formation.



(高柳・西村⁽⁷⁾による) 固体粒子及び水素分子以外の分子による冷却 Λ_{H_2} , Λ_{Hm}^{tot} も同時に示す。

第1図 諸種の冷却エネルギー

を示した。今後、高い分散度のスペクトルが得られるようになるにつれて、現在は1個の星間雲に対応していると考えられている星間吸収線が、さらに細分されるようになると思われる。また、もう1つの有力な観測手段である波長 21 cm の電波観測からも HI 領域が星間雲の形をしていることが明らかにされており、21 cm の観測から求めた星間雲の視線速度は、星間吸収線から求めたものによく一致している。ここでも、高分解能の観測機械が実用化されるにしたがって、1個の星間雲によると思われていたものが、実は2個以上の星間雲に対応しているという例が出て来た。21 cm の観測から、星間雲は半径 5-10 パーセクの広がりを持ち、密度は 1-10 原子/cc 程度という値が出されている。

次に星間雲の内部の熱的条件について考えよう。前にも述べたように、 $T \sim 125^\circ\text{K}$ という値が平均値として 21 cm の観測を基にして出ている。この平均温度はいろいろな場所にある星間雲の調和平均値であり、温度の低い星間雲ほど重みがつけられていることに注意しておく必要がある。さて、この温度を説明するために、さまざま

な加熱機構と冷却機構が提唱されているが、その中で有力と思われるものについて述べることにする。

(1) 加熱機構

1950 年頃まで、HI 領域の加熱機構として考えられていたものは、星の紫外線輻射による Mg, Fe, Si の電離を通しての加熱であった。しかし、この加熱機構を、後に述べる冷却機構と組み合わせて考えると、星間空間の平衡の温度は $15\text{-}25^\circ\text{K}$ となり観測と一致しない。そこで、いろいろな加熱機構が示唆されているが、現在有力なものは次の2つである。

(a) 星間雲の衝突による加熱

カーン⁽⁸⁾は星間雲の空間密度、運動から考えて、星間雲同士の衝突がもしほとんど完全に非弾性的ならば、HI 領域の温度を説明出来るとした。つまり、星間雲の持っている不規則運動のエネルギーが、衝突の際にほとんど完全に熱エネルギーに転化すれば、後に述べる冷却機構と考え合わせて統計的に $T \sim 125^\circ\text{K}$ が説明できると示唆した。

1回衝突した後のガスの温度上昇 ΔT は、次の関係で求められる。

$$\frac{3}{2}nk\Delta T = \frac{1}{2}\rho v^2$$

ここで、 n は数密度、 k はボルツマン定数、 ρ はガスの密度、 v は星間雲の不規則運動の速度である。1つの星間雲は約 7×10^6 年に1回の割合で衝突するので、HI 領域の密度として $n = 10\text{ cm}^{-3}$ を採用すれば加熱エネルギーは次のようになる。

$$H \approx 3 \times 10^{-26} \text{ erg cm}^{-3} \text{ sec}^{-1}$$

もし、星間磁場の存在によって、かなり弾性的な衝突が起れば、この機構の効率は悪くなる。しかし、星間磁場が不規則であれば、衝突が非弾性的になる可能性が残されており、星間雲の磁場の様子が観測と理論の両面から明らかにされなければ、カーンの提案の正否を判断することはむずかしい。このことは、星間雲の不規則運動が銀河系内でどのような過程で発達しているかという問題にも密接に関連していることをつけ加えておきたい。

(b) 宇宙線による加熱

宇宙線による加熱については、スピッツァー⁽⁴⁾が最初に考えたが、彼の結論は 10^{10} 電子ボルト以上の宇宙線

は HI 領域の加熱にはあまり効かないということであった。しかし、早川⁽⁶⁾は星間空間では低エネルギー宇宙線 ($10^7\text{--}10^8$ 電子ボルト; Supra-thermal particles) の量が多いことを示唆した。これにもとづいて、早川・西村・高柳⁽⁶⁾はこの低エネルギー宇宙線が星間雲の加熱に重要な役割を果している可能性が強いことを指摘した。加熱能率は典型的な HI 領域に於て

$$H \approx 2 \times 10^{-26} \text{ erg cm}^{-3} \text{ sec}^{-1}$$

である。

この機構の問題点は、何と言っても、低エネルギー領域の宇宙線の直接観測がないことである。

このほかに、HII 領域からの熱伝導による加熱などが考えられるが、ここに述べた 2つの機構に比べれば非常に効率が悪い。星間雲内部の乱流による加熱は大体、(a), (b) の 1/10 程度の加熱能率を持っている。したがって、銀河系内で局所的には重要な意味を持つことは考えられるが、平均としては (a), (b) に比べて重要性は小さい。

(2) 冷却機構

HI 領域の冷却に効くものとして提案されているものは固体粒子 (interstellar grain) によるものを除いて、すべて線放出 (line emission) によるものである。冷却機構については、高柳・西村⁽⁷⁾及び高柳⁽⁸⁾の論文に詳しく述べられている。

(a) イオンと電子による冷却

C^+ , Si^+ , Fe^+ の禁制線放出によるもので、シートン⁽⁹⁾によって重要であることが示された。彼によれば、冷却能率は、

$$\Lambda_{ei} \approx 3.6 \times 10^{-25} n(H)n(e) \text{ erg cm}^{-3} \text{ sec}^{-1}$$

($n(H)$, $n(e)$ はそれぞれ水素及び電子の数密度)

と表わされる。しかし C^+ , Mg^+ , Fe^+ , Si^+ の再結合に伴う加熱 Γ_{ei} もあるので、実際に働く冷却能率は $(\Lambda_{ei} - \Gamma_{ei})$ となる。数値的結果については、第 1 図を参照されたい。冷却能率の計算にはシートンの採用した化学組成 $n(H) : n(C) : n(Si) : n(Fe) = 10^6 : 91 : 34 : 16$ を用いたが、もしカメロン⁽¹⁰⁾の採用した化学組成を用いれば、冷却能率は上で求めたものの約 4 倍になる。

もし、星間空間に於て、炭素が固体粒子に吸着されていると、この機構の効率は非常に悪くなることが考えられる。

(b) 水素分子による冷却

水素原子または水素分子相互の衝突によって水素分子が回転的に励起されそれに光の自然放出が伴う機構である。第 1 図に冷却能率 $V_{HH_2}^{rot}$ を示す。

この機構が有効かどうかは、水素分子が星間空間にどの程度存在するかにかかっている。現在、人工衛星を使って、星間空間に存在する水素分子を観測する計画が進

められており、数年後にはかなり明確な資料を手にすることが出来るであろう。

(c) 酸素原子による冷却

水素原子との衝突によって励起され、それに禁制線放出が伴う機構である。但し、衝突断面積の計算に疑問を持っている人もいる。バージェス達⁽¹¹⁾はこの機構が HI 領域の冷却に効くことを示したが、同時に化学組成と衝突によって上から下のレベルへ遷移する確率に強く依存していることも指摘しており、現段階では、どの程度この機構が有効であるかははっきりしていない。

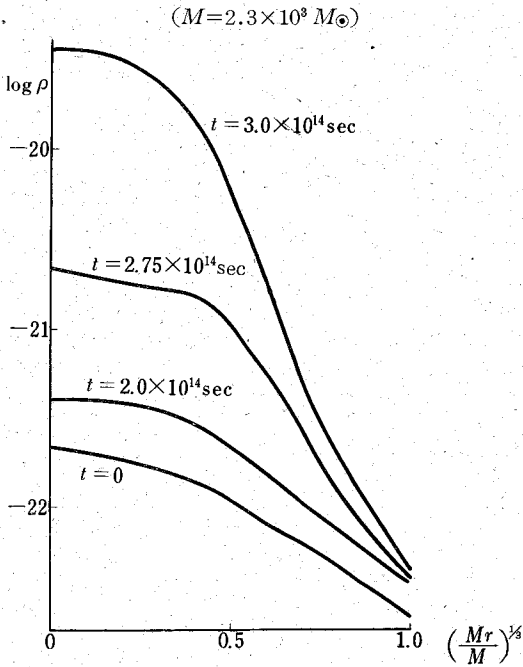
このほか、固体粒子による冷却が考えられる。一般にガスの温度は固体粒子の温度よりも高いとしてよいから、ガスと固体粒子の衝突が起ると、ガスの運動エネルギー、固体粒子の熱エネルギー、輻射の順にエネルギーが流れ、結果として冷却作用をする。固体粒子についての知識がまだ確立されていないことが最大の難点であるが、 $T \sim 100^\circ\text{K}$ では (a), (b), (c) に比べて能率が悪いと考えられている。

これまで、HI 領域の加熱及び冷却作用について述べて来たが、冷却作用のうちでどの機構が支配的であろうと、星間雲の力学的状態にはあまり影響しない。しかし加熱機構に於ては、どちらがより有効に働いているかで星間雲の様子が大きく違って来る。もしカーンの提唱した機構の方が効率が良ければ、星間雲は熱的にも力学的にも平衡状態にはないであろう。一方、宇宙線による加熱が支配的ならば、星間雲は熱的にも力学的にも平衡に近いことが期待される。

3. 星間雲の収縮

星間ガスが重力不安定性によって収縮することを始めてジーンズ⁽¹²⁾が示したが、普通の星間雲で考えられる密度と温度を考えると $10^4 M_\odot$ 以上の質量がなければ重力不安定性は生じない。畑中達⁽¹³⁾は低エネルギー宇宙線による加熱と C^+ などの冷却が働いている場合には、ジーンズが出した限界質量の約 1/10 で重力不安定になることを示した。観測されている星間雲の質量や大きさを考えると、後者の値の方が妥当だと考えられる。このような考察から、星が星間物質から単独で形成される可能性は非常に小さい。もっとも、早期星の周辺で、輻射圧などの影響を受けて星が単独に形成される可能性もない訳ではない。しかし、若い星がアソレーションと散開星団に集中している事実は星がグループで誕生しているという見方を支持するものである。

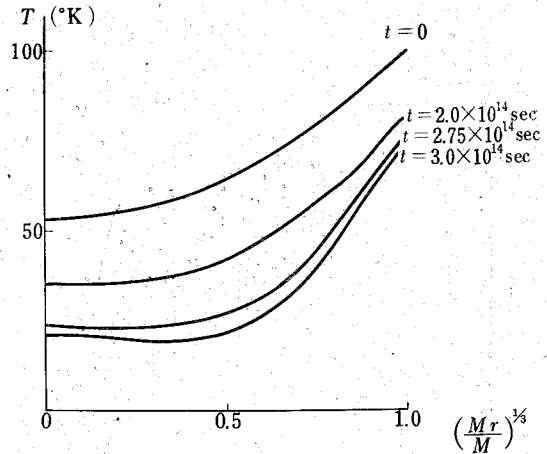
上に述べたように、星間雲の質量がある限界を越えれば星間雲は不安定となって収縮を始める。下田・菊池・海野⁽¹⁴⁾は星間雲の収縮の過程を数値的に計算した。しかしこの計算に於て一様収縮、つまり星間雲内部の密度分布は収縮によって変化しないという仮定をした。 $T \sim$



第2図 収縮する星間雲内部の密度分布

100°K では $n \leq 10 \text{ cm}^{-3}$ では収縮するが、もっと高密度になると、禁制線放出による冷却作用が十分に働かず収縮は止まって振動が起る。星間雲が重力不安定になって収縮する場合には、初期の段階に於て禁制線放出による冷却が十分に行なわれなければ収縮を続けることは不可能であり、高密度の星間雲はかえって安定であることを示している。

しかし、上の計算では、星間雲内部での密度分布の時間変化はわからない。マクナリー⁽¹⁵⁾は指数2のポトリローブ・ガス球を初期の星間雲モデルとして用いて、星間雲内部で密度分布が時間的にどう変わるかを追求した。しかしながら、彼は熱的条件にはあまり考慮を払わなかった。彼の採用したモデルは、諸種の物理的条件を考えて作り上げたというよりはただ假定したと言った方がよい。星間雲の内部構造を決めるには、力学的条件だけでなく、星間雲の内部における熱的条件も考慮に入れなければならない。海野・下田⁽¹⁶⁾は宇宙線による加熱と C^+ による冷却を考えて、力学的にも熱的にも平衡にある星間雲のモデルを計算したが、筆者はこのモデルから出発して星間雲の収縮を数値的に計算した。密度と温度の分布が時間的にどう変化するかを第2図と第3図に示す。最も特徴的なことは中心部の全質量の約10%に当る部分の収縮が特に早いことである。マクナリーの計算に於ても中心部の10-20%の質量に相当する部分が急激に収縮している。また、第3図からわかるように中心部はほぼ等温的である。2つの計算の結果が示すように、中心部と外縁部のかなりはっきりとした分離が収縮



第3図 収縮する星間雲内部の温度分布

する星間雲の大きな特徴である。

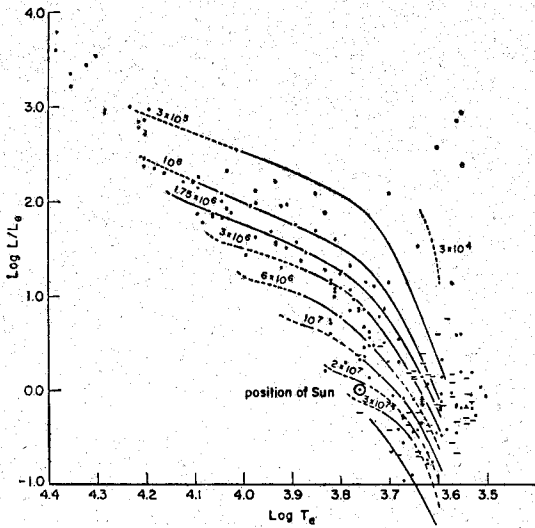
もし、この原始星団が分裂して原始星に別れたとすれば、その分裂の仕方は原始星団の内部で一様ではないであろう。従って、同じ星団に属していても、すべての星が同じ年齢であるとは言えない。このことは、若い星団やアソシェーションの年齢を $H-R$ 図上の主系列の上端の位置で決める方法が明確な意味を持ち得ないことを示している。

4. 観測との比較

前節に述べたことは、1つの星団でも星は連続的に誕生した可能性が強いことを示しているが、観測的にはどうであろうか。ハービッグ⁽¹⁷⁾やイベン達⁽¹⁸⁾は、星の進化の理論をもとにした $H-R$ 図と観測から求めたものを比較して、星の形成が星団の中で連続的に行なわれたという結論を出した。イベン達の示した1例を第4図に示す。一方、若いアソシェーションが濃い星間ガスの中に埋れていることはよく知られている⁽¹⁹⁾。これは前節に述べた中心部の急激な収縮と関連して非常に興味深いことである。さらに、オリオン星雲とバラ星雲のガスの分布は、星間雲が収縮した時の外縁部の密度分布と定性的にはよく一致している。以上のような定性的な議論から考えても、同一の星団やアソシェーションに属している星でも、誕生の時は異なると言ってよさそうである。

5. おわりに

これまで星団の形成を中心にして述べて来たが、見落している要素も少なくない。星間雲の安定性及びその収縮の過程で、星間雲の回転や磁場がどのような影響を与えるかについては何も述べなかった。しかし、これは大きな影響をもたらす可能性があり、将来は是非とも考えなければならない問題である。また、星団に属している星の持っている諸種の特性、例えば、星の回転と質量の関係、質量函数など星の誕生に関する理論が説明しなければならない観測的事実は数多くある。これらは今後段



第4図 図中の実線は星の進化の理論から求めた等年齢の線である。なお、年齢は年の単位で示してある。

々と解明されて行くことと思われる。

参考文献

(1) Adams, W. S., Ap. J., 109, 354, 1949.

- (2) Livingston, W. C., and Lynds, C. R., Ap. J., 140, 818, 1964.
 (3) Kahn, F. D., "Gas Dynamics of Cosmic Clouds", p. 115, 1955.
 (4) Spitzer, L. Jr., Ap. J., 107, 6, 1948; Ap. J., 109, 337, 1949.
 (5) Hayakawa, S., Publ. A. S., Japan, 12, 110, 1960.
 (6) Hayakawa, S., Nishimura, S., and Takayanagi, K., Publ. A. S. Japan, 13, 184, 1961.
 (7) Takayanagi, K., and Nishimura, S., Publ. A. S. Japan, 12, 77, 1960.
 (8) Takayanagi, K., JILA Report No. 19, 1964.
 (9) Seaton, M. J., Ann. d'Ap., 18, 188, 1955.
 (10) Cameron, A. G. W., Ap. J., 129, 676, 1959.
 (11) Burgess, B., Field, G. B., and Michie, R. W., Ap. J., 131, 529, 1960.
 (12) Jeans, J. H., "Astronomy and Cosmogony", 1929.
 (13) Hatanaka, T., Unno, W., and Takebe, H., Publ. A. S. Japan, 13, 173, 1961.
 (14) Simoda, M., Kikuchi, S. and Unno, W., Publ. A. S. Japan, 18, 31, 1966.
 (15) McNally, D., Ap. J., 140, 1088, 1964.
 (16) Unno, W., and Simoda, M., Publ. A. S. Japan, 15, 78, 1963.
 (17) Herbig, G. H., Ap. J., 113, 697, 1962.
 (18) Iben, I., Jr. and Talbot, R. J., Ap. J., 144, 968, 1966.
 (19) Ambartsumian, V. A., Rev. Mod. Phys., 30, 944, 1958.

Pic du Midi 天文台 便り

川 口 市 郎*

筆者が昭和41年2月16日羽田を立ち、日航南方経由で、パリ Orly 空港に到着してから、早や6カ月以上もすぎ去り、予定滞在日数の1/4は終った。この6カ月は実にフランス語との悪戦苦闘の連続であった。ごく少数の研究者を除いて、フランスのこの地方では全く英語が通ぜず、単身滞在の悲しさ、朝から晩までフランス語で、現在ようやく片言ながら、殆んど日常生活には不自由なくなった。しかしながら一般フランス人や研究者と会話を楽しむには到ってない。従って Pic du Midi 天文台の全貌をつかむには早すぎ、残された3/4の滞在中に尚多くのことを学べるものと期待している。

まず筆者の住んでいる町は Bagnères-de-Bigone といい、パリをさること約 800 km, フランスとスペインの国境を走るピレネー山脈のほぼ中央部、東面にあたる。古いフランスの行政区画によると、バスク地方のすぐ周辺に当り、土地の住民は保守的頑固で、さしづめ薩摩の国といったところであろうか。住民数は約 8,000 人、海

抜 500 m のちょっとした避暑地で盛夏 30° をこえることはない。夏季だけパリから直通列車 Les Pyrénées が通るが、それ以外は Tarbes という町で下車、夏目ソウ石の「坊ちゃん」にでてるマッチ箱のような列車に乗換えねばならない。

Pic du Midi 天文台というのは、この Bagnères-de-Bigone より更に 20 km ばかりピレネー山中に入った、Pic du Midi de Bigone という海拔 2,877 m の孤立峯にある。そしてこの天文台の行政、研究を掌る事務所兼研究所がこの Bagnères-de-Bigone にある。これが筆者が Bagnères-de-Bigone という田舎町に住んでいる理由である。Bagnères-de-Bigone から Pic du Midi 天文台にゆくには、La Monge という村まで定時にでる天文台専用のバスを利用、更に La Monge から天文台までロープウェイを2回のりついで、降りた所が即ち天文台の玄関である。このロープウェイ最初のはやや大きく 20 人以上も乗れるであろうか。特に冬期、料金をとってスキーマーに開放される。後のロープウェイは数人乗で、それこそ天文台専用で、目もくらむような深い谷間

* 京大理