

希ガスからみた宇宙物質

— 超新星との遭遇と太陽系創造の物語 —

松田 准一 (神戸大学理学部)
Junichi MATSUDA

1. はじめに

希ガスというのは周期律表の一番右側にあるHe(ヘリウム) Ne(ネオン) Ar(アルゴン) Kr(クリプトン) Xe(キセノン) Rn(ラドン)のことです。“希ガス”は英語ではそのまま“rare gas”といいますが、その他“noble gas”もしくは“inert gas”ともよばれます。日本語でも“希ガス”以外に英語に準じていうと“貴ガス”もしくは“不活性ガス”という呼び方もされますがこれらの名前はまさに希ガスの特質をよく表わしているのです。周期律表の一番右側にあることから分るように希ガスの原子の最外殻電子軌道は完全に満たされているので、化学的には非常に安定で原子同士がくっつくこともなく分子を単原子で構成しています。このように化学的に安定で不活性なことから“不活性ガス”といわれるわけです。また“希ガス”ということはこれらのガスが地球上には非常に稀であることからきています。

宇宙でこのくらいあるだろうと推定されている存在度と比べて地球大気にある希ガスは格段に乏しく Neで何と1000億分の1しかなく Xeでも1000万分の1です。このことは地球大気がどのようにして創られ進化したかの研究に重要な情報を与えているのですが、それについては後で述べることにします。“貴ガス”という呼び方はこのガスが稀であり、化学的に安定であることから“貴重”であるという発想から生まれたのでしょうか。

我々研究者にとって希ガスは貴重な研究試料なので“貴ガス”という名があるのだらうという考えは間違いのようです。しかし、まさにこの理由からこれからは“貴ガス”という呼び方で統一しようではないかという提案が一研究者から半ば冗談で出されたことがあります。その時は皆“そうだ、そうだ”と肯いたのですが、あまり守られていないようです。

Au(金)がその輝きもさることながら、何ものにもおかさねない物質として昔から貴ばれたように希ガスにも“貴ガス”という名前が与えられたのです。それでは希ガスが金色の輝きを見せてくれるかというところではありません。無色透明かつ化学的にも反応しないなら、一体どうやって希ガスを検出するのだと思うかもしれません。また、そんな何とも反応しないものを研究して

一体どんな情報が得られるというのでしょうか。

2. 希ガスを研究する意義

(a) 希ガスを使った年代測定法

希ガスは隕石や地球の岩石の年代を決定する上にも重要な寄与をします。K(カリウム)の同位体(原子核中の中性子の数だけが異なるので質量のみが異なり物理的性質は全く同じもの)の内、放射性元素の ^{40}K は半減期(もとの物質が半分になる時間)が約13億年でArの同位体の内の1つである ^{40}Ar に崩壊します。ですから岩石中の ^{40}Ar と ^{40}K の量がわかれば隕石や地球の岩石の年代が決定できるわけです。太陽系の年代は約46億年とされていますから、半減期が13億年であるというのは隕石や地球の岩石の年代を測るのに丁度よいタイマーになるのです。もし半減期が長ければ ^{40}K は少ししか ^{40}Ar に崩壊しないのでそのわずかな ^{40}Ar の量を決めるのは難しいでしょう。また、半減期が短かければ ^{40}K のほとんどが ^{40}Ar に変わってしまって今度は ^{40}K の量を決めるのが難しくなるのです。こういう次第で我々は年代を測定するのにその年代と同じような半減期をもつ放射性元素を使うわけです。このことはまず大体の年代を知っていないと年代が測れないということで、何となく不可思議な気がするのですが、ともかく宇宙・地球科学者はこのようなタ



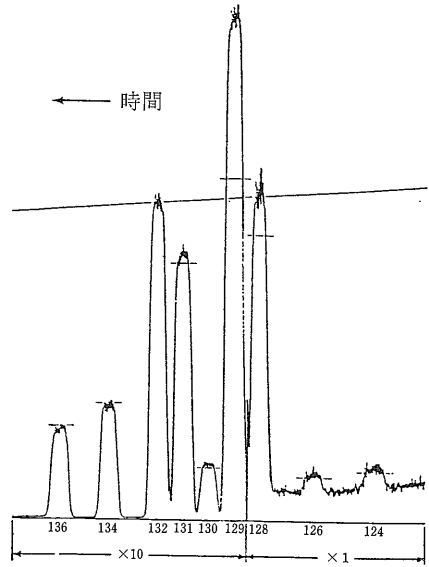
第1表 隕石及び地球岩石の年代決定によく使われる放射壊変

放射壊変	壊変用式*	半減期 (100万年単位)
$^{40}\text{K} \rightarrow ^{40}\text{Ar}$	EC	1,250
$^{87}\text{Rb} \rightarrow ^{87}\text{Sr}$	β^-	48,800
$^{238}\text{U} \rightarrow ^{208}\text{Pb}$	($\alpha\beta^-$)	4,468
$^{235}\text{U} \rightarrow ^{207}\text{Pb}$	($\alpha\beta^-$)	704
$^{232}\text{Th} \rightarrow ^{208}\text{Pb}$	($\alpha\beta^-$)	14,008

*EC……電子捕獲 β^- … β^- 壊変 α … α 壊変
($\alpha\beta^-$)… $\alpha\beta^-$ 壊変を何回か行う

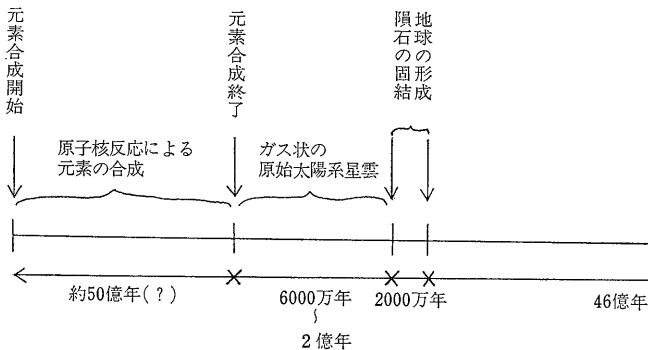
イマーをいくつか持っています(第1表)。K-Ar法はこれら年代測定法の1つで、数100万年から数10億年程度の年代を決定できます。そんなわけで希ガスであるArの同位体比の測定を行い、 ^{40}Ar の量を決めることは重要な情報を与えてくれるのです。

さて他にもっとおもしろい年代測定に希ガスが関与しているのです。1960年にはREYNOLDS(1960)が画期的な発見をしました。Richardton隕石の中に ^{129}Xe の異常濃縮をみつけたのです。第1図はその歴史的なスペクトルです。Xeには質量数が124から136までの9個の同位体があり、一般には一番大きいピークである ^{132}Xe を基準にした各同位体比の比を使って議論をします。もし得られたXeの同位体比が地球大気と同じなら細い横線で示したピークの高さになるはずなのですが、それと比較して ^{129}Xe のピークが高いのが明らかに認められます。 ^{129}Xe はI(ヨウ素)の同位体の1つである ^{129}I が放射壊変してできるのですが、 ^{129}I の半減期はたったの1700万年しかないのです。ですから太陽系が創られた頃多分 ^{129}I も元素合成でつくられたのですが、現在では全て ^{129}Xe に変わってしまっているはずです。こういう半減期の短い放射性元素で、天然には存在しただろうけど現在は残っていないものを消滅核種と呼んでいます。Richardton隕石中に ^{129}Xe の異常濃縮があった

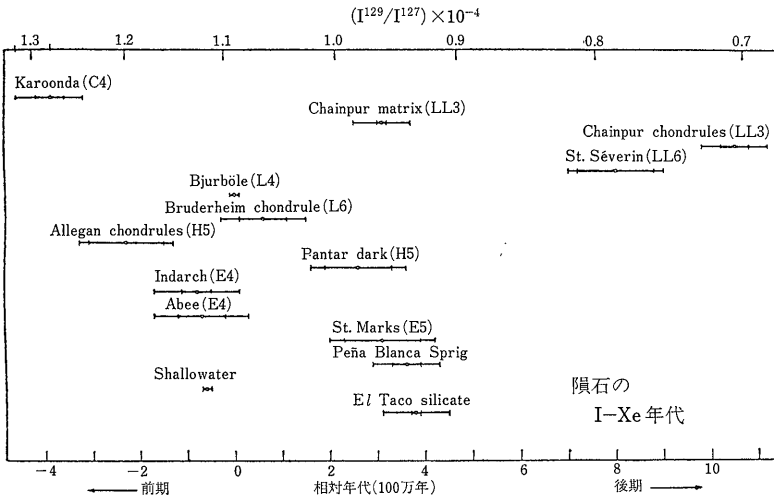


第1図 Richardton隕石中のXeの同位体 (Reynolds 1960).

ことは何を意味しているのでしょうか。それは隕石が固結した時には ^{129}I がまだ隕石中に残っていたということです。太陽系のもとになる色々な元素がつくられてから隕石が固結するまでの時間は ^{129}I が完全に ^{129}Xe になってしまう程長い時間ではなかったのです。その後の研究から ^{129}I からきたと思われる ^{129}Xe の存在が他の隕石からも続々と報告されました。元素合成によって ^{129}I がどのくらい創られるかは、元素合成の期間や頻度がどうであったかなど色々なモデルによって異なりますが、この値と隕石中の ^{129}I からきた ^{129}Xe を使えば元素合成の終了時から隕石が固結するまでの年代が計算できます。それは6000万年から2億年ぐらいだろうといわれています(第2図)。また各隕石の ^{129}I からきた ^{129}Xe の量を比較すれば、隕石相互でどのくらい固結するのに時間差があったかどうかも決定することができます。さきの元素合成でつくられる ^{129}I の量はよく分っていない



第2図 元素合成から現在までのタイムスケール。元素合成の期間は別の時計から約50億年と推定されている。隕石の固結には隕石間で約2000万年ほどの時間差がある(第3図参照)。



第3図 個々の隕石の固結年代の時間差 (Podosek 1970)

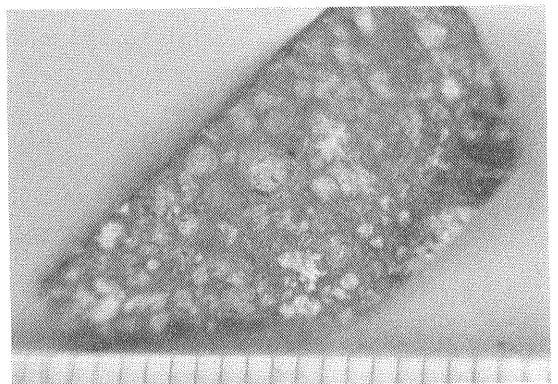
いので 隕石相互の固結時間差を決定する方がずっと正確です。その結果は 第3図にみるように色々な隕石が2000万年程の間に次々と固結したことを示していました (PODOSEK et al. 1970)。同じような消滅核種で希ガスに関係したものは ^{244}Pu があります。 ^{244}Pu は半減期7600万年で自発核分裂を行い ^{131}Xe ^{132}Xe ^{134}Xe ^{136}Xe になるものがあります。半減期が1700万年の ^{129}I が生き残っているとすれば その約5倍も長い半減期を持つ ^{244}Pu の残っていた可能性は十分あるわけでその可能性は KURODA (1960) によって指摘されました。 ^{244}Pu が隕石の中に生き残っていたのは確かなようですが ^{129}I と比べて比較する安定同位体がないのが欠点でその議論は今も続いています。 ^{129}I と ^{129}Xe を使った年代測定法の開発により希ガス研究は盛んにおこなわれ それは現在でも続いています。隕石の内非常に始原始的であると思われる炭素質コンドライトは 原始太陽系星雲で温度が下がるにつれまず最初に高温でガスから凝縮した Inclusion と呼ばれる白色包有物を持っています。それら直径数ミリ程度の1個1個の Inclusion の I-Xe年代を出そうとしている人もいます (ZAIKOWSKI 1979)。そうすれば 個々の隕石がどのくらいのタイムスケールで固結したかもみることができますが まだ測定精度が十分でないようです。

(b) 希ガスの同位体比異常

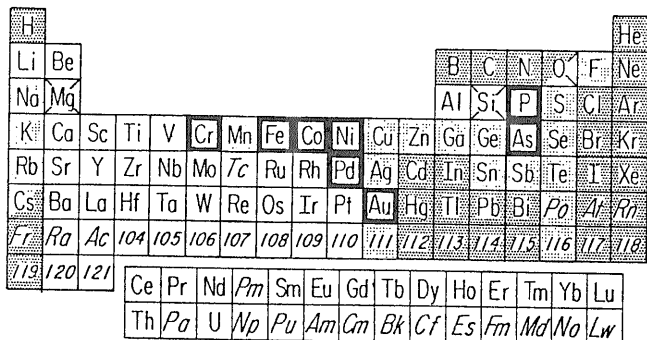
希ガスは化学的に不活性であり常温で気体であることからわかるように 極めて揮発性の高い性質を持っています。その為 化学的にあまり関係しない 温度圧力などの物理条件がどうであったかなどを研究する上で希ガス相互の元素の存在度は重要な情報を与えてくれます。

また 上で述べたように1960年代の希ガスの同位体比研究の主眼は年代決定することにあっただけですが 1970年代及び現在の大きな問題点は むしろこういった放射性元素からくる同位体の成分を取り除いた希ガスの同位体比そのものの議論が活発に行なわれています。

昔は地球の岩石 隕石 月の石のどれを測定しても特別な理由 (宇宙線で叩かれたとか 放射性元素の壊変とか 質量の差だけによる分別効果である等) がない限り様々な元素の同位体比はどこでも一定でした。太陽系は大変均質である時期非常によくかき混ぜられたと考えられていたのです。1973年になってシカゴ大学の CLAYTON 達がメキシコに落ちた炭素質コンドライトの Allende 隕石から O (酸素) の同位体の1つである ^{16}O の異常を見つけました。その後次々と他の元素 (Mg Si Ca Sr Ba Nd Sm...) でも同位体比の異常が発見されました。こ



第4図 Allende 隕石. 白く粒状に見えるのが Inclusion でその間を埋めている黒いところが Matrix. 下の目盛は1ミリ単位.



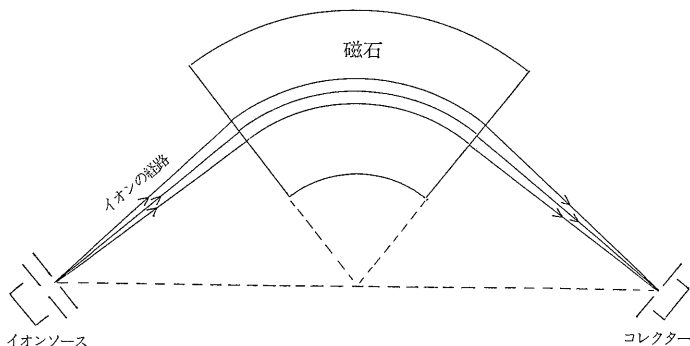
第5図
凝縮の際の各元素の振舞い
(Anders & Owen 1977)

れらは太陽系が昔考えられていたように一様で均質なものでなく 不均質であったことを示しています。希ガスの中の Ne や Xe にも同位体比の異常がみつかりました。ところがおもしろいことに ^{18}O をはじめとする他の元素の異常は全て隕石の高温成分の Inclusion にあるのですが 希ガスはそういう所にはほとんどなく 黒っぽい Matrix と呼ばれる所にあります (第4図)。Matrix は細粒で数ミクロンから数10ミクロンのかんらん石の微粒子からなっており 水や炭素もはいつています。Inclusion と反対に Matrix は原始太陽系星雲が冷えて温度がかなり低くなった時 ガスから凝縮した鉱物組成を持っています。第5図は各元素の揮発性の程度を表わしたもので 希ガスは揮発性の程度がかなり高く 従って低温成分である Matrix に大部分はいつているのです。元素の同位体比の異常は 太陽系が昔かきまぜられた時に生き残ったものがあるというわけですが もしそういうものがあればそれは高温にも対抗できる Inclusion にその可能性が高いと思われます。しかし Matrix にある希ガスの同位体比異常は 低温で凝縮したものの中にも目にみえない小さな物質の不均質性があることを示しています。もう1つ 希ガスの同位体比異常は他の元素の同位体比異常に比べて大変大きいのも

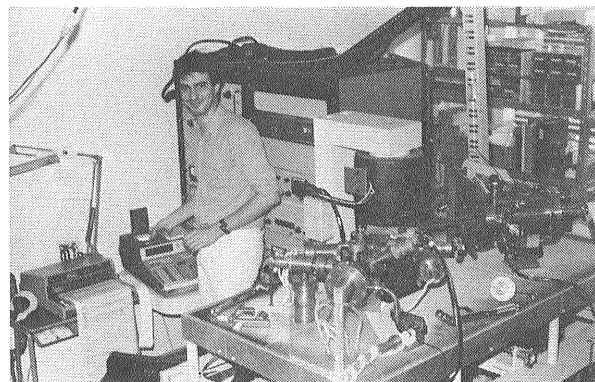
特徴です。他の元素の同位体比異常は 1/100 を単位としたパーセントとか 1/1000 を単位としたパーミルの大きさなのですが Xe の同位体比異常は何と普通の同位体比の2倍にもなるものがあります。Ne の同位体異常についても同様で他の元素では測定精度をかなり上げないと同位体比の異常がみつからないのに対して 希ガスは比較的簡単に異常をつかまえることができるのです。この“希ガスからみた宇宙物質”では これら希ガスの同位体比異常及び 希ガス全般の色々な成分について話をしていくつもりです。

3. 希ガスの測定法

希ガスの存在量及び 同位体比は質量分析計を使って測定します。第6図はその原理図ですが イオンソースと呼ばれる所で希ガス分子は電子によって叩かれ一部がイオン化して正の電荷を持つようになります。そのイオン化された希ガス分子を高電圧で加速して速度を与えて真空中を飛ばします。イオンは磁場中を通過するとその進路と直交する方向に力を受けます。それはローレンツ力と呼ばれるものですが そのイオンの質量に依らないでその速度とかけた磁場の強さとにだけ依りま



第6図
単収束型質量分析計の原理



第7図 希ガス用質量分析計（東京大学小嶋研究室にて）

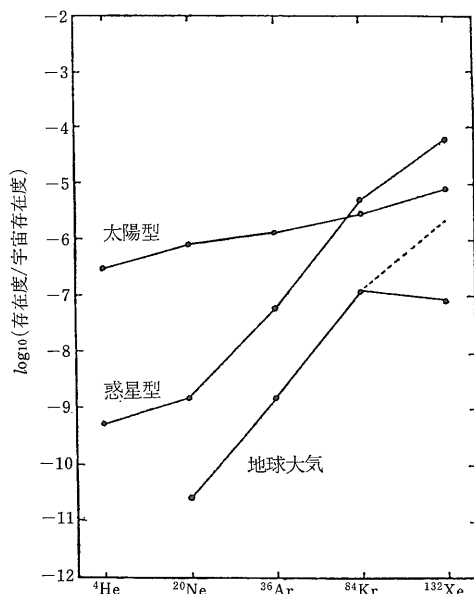
す。一方ローレンツ力による進路のまげられる大きさは希ガス分子の質量だけによるところがミソで 物理化学的に全く同じで質量だけ異なるものが分離できます。実際にはコレクターと呼ばれるイオンを集め検出する所があって磁場の強さを変えると次々と質量の異なるものがコレクターにはいってきます。そのイオンによる電流の大きさから量を決定できます。なにしろイオンが飛んでくるのですから その電流量の小さいこと100兆分の1アンペア程度の電流をエレクトロニクスの技術を使って検出するのです。また 希ガスは全般的に量が少ないのでかなり真空をよくしておかないと測定できません。岩石を溶かして出てくるガスから水蒸気や炭酸ガスなどを取り除き 最後まで反応しない希ガスを通常の大気の10億分の1程の超高真空をつかった分析管に導き 上のような手順で測定を行なうわけです。岩石は1600°Cくらいで溶かして脱ガスしますが 一度には全部溶かさず 段階的に温度を上げていき 800°Cの成分 1000°Cの成分という風に分析をしていくこともあります。これを段階加熱法といいます。第7図には実際のガス用の質量分析計の写真を載せました。

4. 希ガスの元素存在比

(a) “太陽型”と“惑星型”と地球大気

まず希ガス相互の存在量の比がどのように測定されているか眺めてみましょう。第8図には代表的な3つのパターンを示しました。横軸は各希ガスの代表選手のようなものです。⁴⁰Arの代りに³⁶Arを使っている以外は全て各希ガスで一番存在量の大きい同位体で存在量を表わしています。Arは⁴⁰Arが一番存在量の大きい同位体ですが これはK-Ar年代測定の所で述べたように放射線変質してくるものなので代表には使わず³⁶Arを使

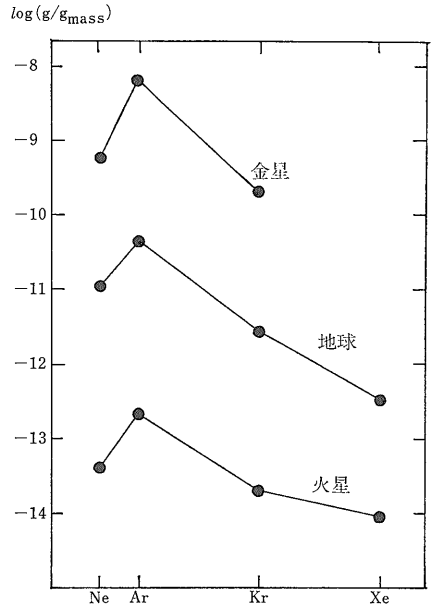
っています。縦軸は希ガスの存在度を“宇宙存在度”で割っています。宇宙存在度(第2表)はCAMERON(1973)によるもので HeとNeは太陽の観測から Ar Kr Xeは理論的な推定値のようなものです。“太陽型”と書いてあるのは月の細かい砂からデータで太陽風が月の砂につかまったものです。宇宙存在度に対して各希ガスとも一定の比になっていて大体横軸と平行です。“惑星型”と書いてあるのは炭素質コンドライトのタイプ2(タイプというのは熱変成の程度に応じて1から6まで区別されたもので 1の方が熱変成の度が少なく6が一番進んでいる)であるMurrayという隕石からのデータで重い希ガスの方が軽いものより沢山はっています。縦軸は対数目盛なので重い希ガスと軽い希ガスのはいり方の差はかなり大きいのです。地球大気は“惑星型”に近いのですが Xeが少なくこの点が違っています。Heは軽すぎて地球の重力ではつかまえておくことができず大気圏外へ逃げてしまうので大気にはほとんどありません。Xeの少ないのはよくわかっていないのですが地球上のけつ岩にXeが多量にはいていることからそういうものに吸着されているのだろうと思われています(FANALE & CANNON 1971)。希ガスの中でもXeだけは少し性質が違って吸着されやすいようです。地球の大気の希ガスは太陽系にこれぐらいあると思われる量に比べて格段に少ないこともわかっています。このことから現在では地球の大気は最初にできたものではなく 一度なくなってしまっ地球内部から2次的に出



第8図 “太陽型” “惑星型” 地球大気の希ガスの比較

第2表 元素の宇宙存在度(CAMERON 1973).
 ここには元素の存在度のみ掲示するが同位体存在度
 についても同様の表がある.

元 素	存在度(Si=10 ⁶)	元 素	存在度(Si=10 ⁶)
1H	3.18×10 ¹⁰	44Ru	1.9
2He	2.21×10 ⁹	45Rh	0.4
3Li	49.5	46Pd	1.3
4Be	0.81	47Ag	0.45
5B	350	48Cd	1.48
6C	1.18×10 ⁷	49In	0.189
7N	3.74×10 ⁶	50Sn	3.6
8O	2.15×10 ⁷	51Sb	0.316
9F	2450	52Te	6.42
10Ne	3.44×10 ⁶	53I	1.09
11Na	6.0×10 ⁴	54Xe	5.38
12Mg	1.061×10 ⁶	55Cs	0.387
13Al	8.5×10 ⁴	56Ba	4.8
14Si	1.00×10 ⁶	57La	0.445
15P	9600	58Ce	1.18
16S	5.0×10 ⁵	59Pr	0.149
17Cl	5700	60Nd	0.78
18Ar	1.172×10 ⁵	62Sm	0.226
19K	4200	63Eu	0.085
20Ca	7.21×10 ⁴	64Gd	0.297
21Sc	35	65Tb	0.055
22Ti	2775	66Dy	0.36
23V	262	67Ho	0.079
24Cr	1.27×10 ⁴	68Er	0.225
25Mn	9300	69Tm	0.034
26Fe	8.3×10 ⁵	70Yb	0.216
27Co	2210	71Lu	0.036
28Ni	4.80×10 ⁴	72Hf	0.21
29Cu	540	73Ta	0.021
30Zn	1244	74W	0.16
31Ga	48	75Re	0.053
32Ge	115	76Os	0.75
33As	6.6	77Ir	0.717
34Se	67.2	78Pt	1.4
35Br	13.5	79Au	0.202
36Kr	46.8	80Hg	0.4
37Rb	5.88	81Tl	0.192
38Sr	26.9	82Pb	4
39Y	4.8	83Bi	0.143
40Zr	28	90Th	0.058
41Nb	1.4	92U	0.0262
42Mo	4.0		



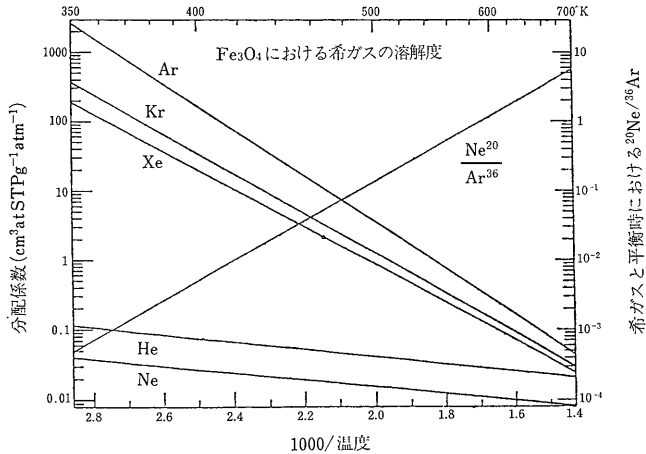
第9図 地球・火星・金星の大気の希ガスの比較.
 大気中の希ガス量(グラム)を惑星の質量(グラム)で割った.

比を考慮に入れば各惑星の大気の違いはつくとされています。最近火星からきたかもしれないという隕石が話題になりましたが、南極隕石の中にいくつか火星大気とよく似た希ガスのデータを示すものがみつき、火星起源を支持する有力な証拠となっています。

(b) “太陽型”と“惑星型”はどうしてできたか？

“太陽型”は“宇宙存在度”を持つものが質量の差などによる分別効果なしに粒子にはいってくればよいわけで、それには高速でイオンを粒子に叩き込むいわゆる“ion implantation”が考えられます。“惑星型”を“太陽型”からつくるには、希ガスと何かあるものがあって、希ガスがそれに対して平衡状態で溶けこむという溶解平衡を考える人が多いようです。希ガスにより物に対する溶解度が違うので、この時の分別効果により“惑星型”がつくられたというわけです。溶けこむ相手がわかれば、それに対する希ガスの分配係数を測定しておいてやれば、実際の隕石中の希ガスのデータから隕石ではどのくらいの温度で希ガスがつかまえられるか決定できます。そんなことから、多くの人が様々な物質に対して希ガスの分配係数を決めようとした。第10図はその中の1つで、マグネタイトの合成に対しての溶解度を示したものです。その他隕石を溶かし希ガスと接触させて溶解度を決めようとした実験がありまし

てきたガスによってつくられたとされています(BROWN 1952)。第9図には火星と金星の惑星大気の様子を地球大気と比べて示しました。絶対量は違いますが、全体的なパターンは地球大気とそんなに違いはないようです。このように元素存在比からだけでは3つの大気は区別が付きませんが、⁴⁰Arと³⁶Arの比が金星で約1、地球で約300、火星で約3000と違って、一応同位体



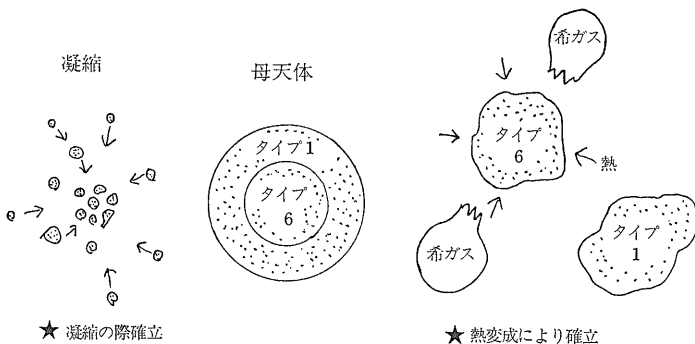
第10図
マグネタイトに対する希ガスの溶解度
(Lancet & Anders 1973).

た. しかしいずれも希ガスの取り込む量がわずかで実際に隕石にはいつている希ガスの量を説明することができないのがこの溶解平衡説の最大の難点でした. FANALE & CANNON (1972) は隕石を粉にし希ガスの吸着の実験をしました. “惑星型”のパターンはうまく説明でき 1000分の1気圧の時希ガスが吸着したとすればうまくつじつまが合うことがわかりました. しかしながら吸着でつかまえられる希ガスは低い温度で隕石から出ていってしまうので 実際に隕石から希ガスの出てくる温度を説明できません. もっとも吸着されてから長い時間が経てば希ガス分子は粒子の中へゆっくりと拡散していくので そうすれば高い温度で希ガスが出るのも不思議ではないという人もいます. とまあ こんな有様でやはりよくわかってはいないのです. OZIMA & NAKAZAWA (1980) は希ガスの取り込み方に静水圧平衡を仮定して希ガス相互の分別効果が起きるとしています. これでは希ガスを取り込む粒子のサイズが分別効果を決めることになります.

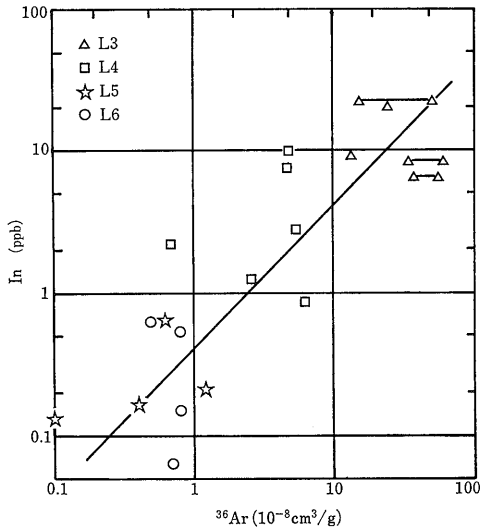
タイプ(さきの熱変成度による1~6までの分類)が大きくなると含まれている希ガスの絶対量はずっと少なくなります. 例えば LL コンドライトと呼ばれる隕石では LL 3~LL 6 にかけて含まれている希ガスの量は約3桁も少なくなるのです. 岩石学タイプの数字が大きくなると熱変成度が大きいので はじめは同じ量ずつ含まれていた希ガスも熱変成の度合いに応じて逃げたと考えるのが普通です. 一方 岩石学タイプの差による希ガスの含有量の差は熱変成の際ではなく 原始太陽星雲でガスから微粒子が凝縮した時にすでに確立していたんだという意見もあります. 隕石はもともと母天体を持っていたのですが 母天体の中で最も熱変成を受けている所は母天体の最も深い所で それらは最初のガスから微粒子ができた時最初に集まり始めた所なのです. ですからその時まだ温度が高いので希ガスも少ししか含んでいないというわけです. このことは希ガスの含有量の岩石学タイプによる差が熱変成の時に確立したのか すでに原始太陽系星雲から微粒子が凝縮した時に確立したのかという問題です(第11図). 凝縮の時に確立したという説では凝縮と同時に微粒子の固結が進行して母天体をつかっていったということも意味しています.

(C) 隕石中の希ガスの量はいつ決定されたか?

さて普通のコンドライトと呼ばれる隕石では 岩石学



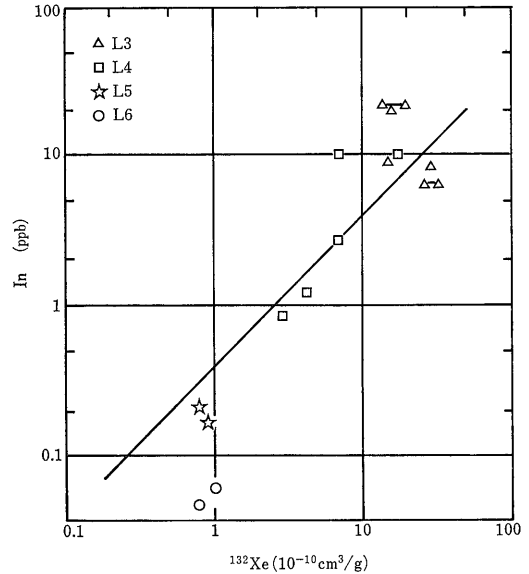
第11図
岩石学タイプによる希ガス量の相違に関する2つの説.



第12図 Lコンドライトにおける In と希ガスの相関 (Tandon & Wasson 1968).

熱変成で希ガスが脱ガスしてしまったという意見の方が一見単純ですっきりしているように思うかもしれませんが、ところが凝縮過程で既に確立していたと思えるような証拠がいくつかあるのです。TANDON & WASSON (1968) は In (インジウム) と希ガスの含有量に連続的な相関があるのをみつけました (第12図)。In も揮発性の強い元素ですが希ガスとは揮発性が異なっています。蒸発というのは “all or nothing” なものであってこのように揮発性の違うものが連続的に相関があるのは熱変成が起こったとは考えにくいのです。さらにもう1つ凝縮説を有利にする事実があります。さきの第10図をみて下さい。これをみると1つおもしろいことに気がきます。第10図では温度が上がると (図の右方向) すべての希ガスの溶解度は小さくなっていきます。このことは “温度が高いと希ガスは溶けにくい” もしくは “温度の低い方が希ガスは物質によくはいる” というを示しています。ところでその温度による溶解度の変化を示す直線 He/Ne は傾きがゆるいのですが Ar/Kr/Xe は傾きが急になっています。このことは温度が上がると Ar は急激に物質に溶けこめなくなるのに対し Ne の溶けこむ量はそんなに変化がないから温度が上がる前より Ne/Ar は物質中では大きくなることを意味しています。第10図では温度が上がると $^{20}\text{Ne}/^{36}\text{Ar}$ が増加していく様子を示しています。一方熱変成で希ガスが物質から逃げていく場合を考えてみると Ne は Ar より軽い元素で一般に逃げやすいとされています。すなわちこの場合には物

1984年9月号



質中の Ne/Ar の比が温度が上がると減少することになり前の場合の逆になります。ですから現実の隕石のデータで Ne や Ar が減少する (このことは温度が上がるということに相当) につれ Ne/Ar の比が増加するか減少するかをみてやれば凝縮の際に溶解平衡で希ガスが隕石につかまった時にすでに希ガスの量に差があったのかもしくは熱変成で希ガスの量に差ができたのかが判断できる! というわけです。

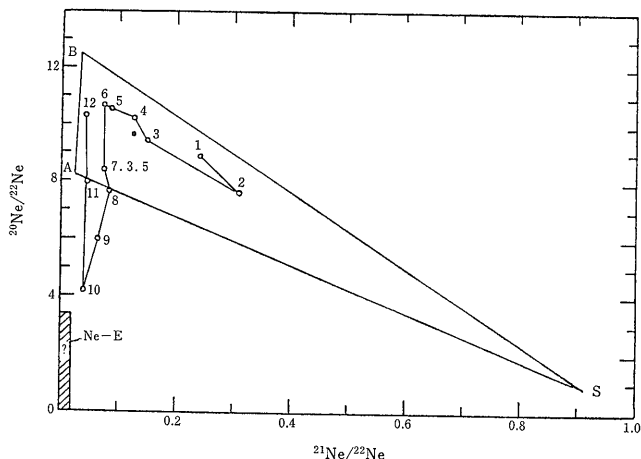
ALBERTS et al. (1977) は LLコンドライトについてこのテストを行いました。結果は一目瞭然 第13図にあるように ^{36}Ar の量が減少するにつれて $^{20}\text{Ne}/^{36}\text{Ar}$ の比は増加するのがわかります。よって LL3~LL6 の希ガスの量の変動は熱変成によって希ガスが逃げたということでは説明できないのです。

5. 希ガスの同位体比異常

希ガスの中でも特に同位体比の議論からいっておもしろいのは Ne/Xe/Kr で様々な同位体比異常の成分が見つかっています。これからこれら各希ガスの同位体比異常を紹介してその意味するところを述べていきましょう。

(a) Neon

Ne には3つの同位体 ^{20}Ne ^{21}Ne ^{22}Ne があります。測定された同位体のデータは縦軸に $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ 横軸に $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ をとるグラフ上で表現するのですが 数多

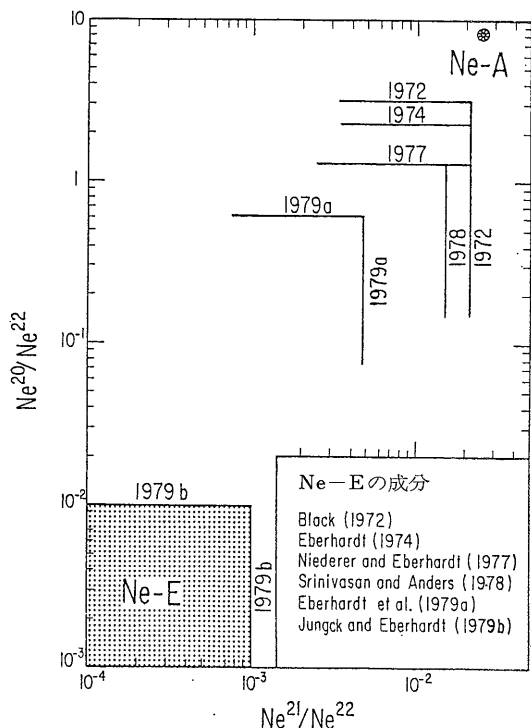


第15図 Orgueil 隕石中の Ne の段階加熱のデータ。
数字に100倍したものが温度 (Black & Pepin, 1969)

第3表 Orgueil 隕石と Murchison 隕石中の
2つの Ne-E (Meier et al, 1980).

	$\frac{^{20}\text{Ne}}{^{22}\text{Ne}}$	$\frac{^{21}\text{Ne}}{^{22}\text{Ne}}$
<i>Orgueil</i>		
Ne-E(l)	<0.01	<0.001
Ne-E(h)	<0.2	<0.003
<i>Murchison</i>		
Ne-E(l)	<0.25	<0.004
Ne-E(h)	<0.55	≤ 0.006

タは Ne-A のまわりに集まったのですが 2, 3 のものは Ne-A よりも低い $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ にきました。これに目をつけて EBERHARDT (1974) はこのシリケート部分を更にいくつかの部分に分け 結局コロイド状にもならず 磁気性でもない部分に Ne-E が濃縮していることを



第16図 Ne-E の $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ と $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ の変遷 (Anders, 1981).

突き止めました。1978年に EBERHARDT はこの最も Ne-E の濃縮している部分の段階加熱を行い 更に低い $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ の値を得ました。それと平行して Ivuna, Dimmitt, Murchison の各隕石にも Ne-E の存在が報告されましたが 1972年から1979年にかけて Ne-E の $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ がどのように低い値に決定されていったかを第16図に示します。当時は Ne-E が次々と低い値になっていくことに研究者達は驚嘆したのです。その後 Orgueil 隕石の Ne-E には低温 (~600°C) で出てくる Ne-E(l) と高温 (~1200°C) で出てくる Ne-E(h) の2つの成分があることが分りました。このことは Murchison 隕石でも確認され Ne-E(l) は何か炭素質なもの Ne-E(h) はスピネルという鉱物に入っているのではないかとされましたが よくわかっていません。第3表には Orgueil 隕石と Murchison 隕石から得られている Ne-E(l) と Ne-E(h) の $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ の値を示しました。

さて Ne-E とはどんなものでしょう。もし隕石に純粋な ^{22}Ne だけが付け加わったと考えましょう。そうすれば非常に低い $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ と $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ が同時にくられることは納得がいきます。それでは一体どのような過程で ^{22}Ne がつくられたのでしょうか。JEFFERY & ANDERS (1970) は宇宙線の低エネルギーの陽子で ^{22}Na をつくる反応を考えてみました。 ^{22}Na は2.6年の半減期で ^{22}Ne に崩壊するのです(第4表)。しかしながら この表にも掲げられているように これらの反応は同時に多くの ^{21}Ne をつくってしまうのです。さきの Ne-S が宇宙線で叩かれてできる成分で 第13図上で $^{21}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ が Ne-A や Ne-B のずっと右側へ行ってしまうのも ^{21}Ne

第4表 Ne-Eをつくる宇宙線照射の反応
(JEFFERY & ANDERS 1970).

反 応	必要なエネルギー (MeV)
(1) $\text{Na}^{23}(\text{p}, \text{d}) \text{Na}^{22}(\beta+2.6\text{yr})\text{Ne}^{22}$	12.4
(2) $\text{Mg}^{24}(\text{p}, \text{He}^3) \text{Na}^{22}(\beta+2.6\text{yr})\text{Ne}^{22}$	16.4
(3) $\text{Mg}^{25}(\text{p}, \alpha) \text{Na}^{22}(\beta+2.6\text{yr})\text{Ne}^{22}$	3.9
(4) $\text{Na}^{23}(\text{p}, \text{He}^3) \text{Ne}^{21}$	17.2
(5) $\text{Mg}^{24}(\text{p}, \alpha) \text{Na}^{21}(\beta+23\text{s})\text{Ne}^{21}$	6.9

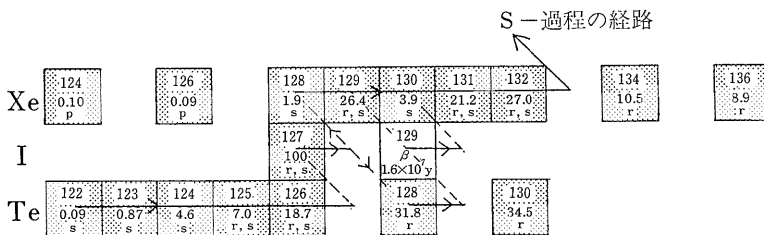
が²²Neより沢山つくられるからです。第4表をみればこれらの宇宙線反応には必要なエネルギー値に様々な値があることがわかります。しかしどこかで²²Neだけつくって²¹Neをつくらぬエネルギー値があるという説明ではうまくいきません。²¹Neをつくる反応の値は²²Neをつくる反応の値と同じような範囲です。一番うまい方法はこうです。(4)の反応では²¹Neは直接つくられるし(5)の反応でも²¹Naから23秒後に²¹Neができてしまいます。ところが(1)(2)(3)の反応では²²Naから2.6年ぐらいたたないと²²Naはできません。そこで23秒後にできた²¹Neはその時原始太陽系星雲の温度がまだ高くてつかまえられるが2.6年後に²²Neができた時は原始太陽系星雲の温度が十分下がって希ガスを粒子の中につかまえておくことができたとするとうまく説明できます。このことは原始太陽系星雲が2.6年で希ガスをつかまえられる程に冷えたという“急激な冷却”を意味しているわけです。他の研究者も²²Neは太陽系初期の宇宙線照射でできたという説や元素合成でできた²²Naから²²Neができたという説をだしていますがいずれの場合も²²Naが2.6年で²²Neになった時は希ガスを逃がさない程冷えていなければ駄目で“急激な冷却”という結論は同じです。

(b) Xenon

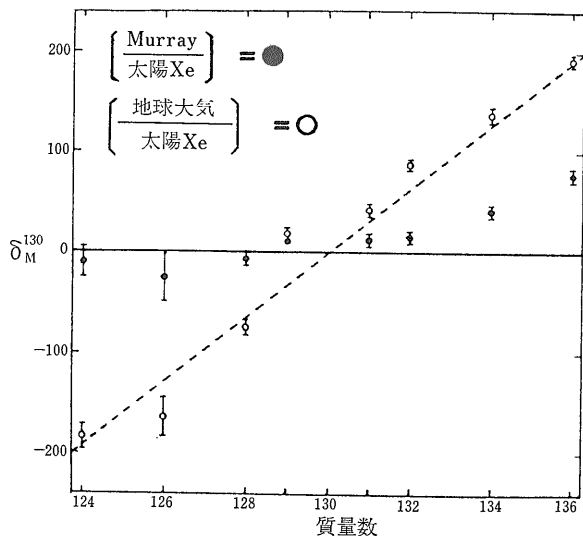
Xeには9つの同位体¹²⁴Xe ¹²⁶Xe ¹²⁸Xe ¹²⁹Xe ¹³⁰Xe ¹³¹Xe ¹³²Xe ¹³⁴Xe ¹³⁶Xeがあります。この内¹²⁴Xeと¹²⁸Xeは“p-過程”という元素合成でつくられる同位体で

す。“p-過程”とは重元素合成の1つで“速い陽子捕獲”が起こるもので安定同位体の核種の内陽子過剰であるものはこのp-過程でつくられます。¹³⁴Xeと¹³⁶Xeは“r-過程”という元素合成でつくられます。“r-過程”とは“速い中性子捕獲”で中性子捕獲をした後β壊変する前に次々と中性子を捕獲して中性子数の多い不安定核種が一举にできた後β壊変して安定核種になるものです。¹²⁸Xeと¹³⁰Xeは“s-過程”という元素合成でつくられます。“s-過程”とは“遅い中性子捕獲”でできた核種が不安定な場合β壊変し安定な場合は更に次の中性子捕獲を起こすというものです。¹²⁹Xe ¹³¹Xe ¹³²Xeはr-過程とs-過程の両方でつくられる同位体になっています。第17図はXe付近の原子核合成の様子です。黒い線はs-過程の道筋を示し各同位体の元素がつくられる過程の種類をp r sで示しました。鉄より重い元素はこのp-過程 r-過程 s-過程の3種類の元素合成でつくられるとされています。r-過程は超新星の爆発によって中性子が大量発生して起こるとされていてp-過程も超新星の爆発時に陽子の存在量の多い外層部で起こると推定されています。こうして太陽系での元素合成でつくられたXe以外に軽い方の¹²⁴Xe~¹³²Xeは宇宙線によって叩かれてできるものがあり重い方の¹³¹Xe~¹³⁶Xeは²³⁸U ²⁴⁴Pu等からの自発核分裂により生成されるものがあります。Xeの絶対量の少ない普通のコンドライト隕石ではこれらの影響は大きくなります。また¹²⁹Xeはさきにみたように消滅核種の¹²⁹Iから放射壊変してくるものもあります。

Neの場合と同じようにXeにも“太陽型”と“惑星型”があります。第18図には炭素質コンドライトのタイプであるMurray隕石と地球の大気のXeのデータを“太陽型”である月の砂からの太陽風のXe成分で規格化したものを示しました。Murray隕石のXeのデータは炭素質コンドライトのXeのデータの平均値と同じでその意味からAVCC(Average Value of Carbonaceous Chondrites)Xeとして使われています。“惑星型”の代表であるAVCCXeは太陽Xeと大体一致していますが¹³¹Xe~¹³⁶Xeが少し高いようにみえます。地球大気のXeは太陽Xeに対してかなり質量分別を起こし



第17図 Xe 付近の元素合成.



第18図 “Avcc Xe(Murray)”と“太陽 Xe”“地球大気 of Xe”
と“太陽 Xe”の比較。

$$\delta_{M}^{130} = 1000 \times [(Xe^M / Xe^{130})_{\text{試料}} / (Xe^M / Xe^{130})_{\text{太陽Xe}} - 1]$$

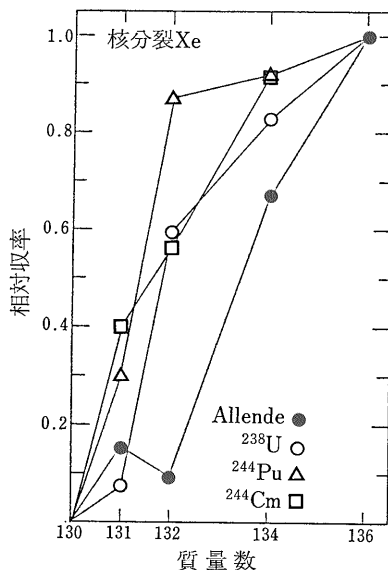
(Podosek 1978).

ていて 質量数に対して直線上に並んでいます。

(b-1) CCF Xe……超重元素の存在か 超新星との
遭遇?

AVCC Xe は太陽 Xe に対して $^{131}\text{Xe} \sim ^{136}\text{Xe}$ が少し濃縮していました。この濃縮は炭素質コンドライトに特徴的なことと当初重元素の自発核分裂の結果であると思われたので CCF (Carbonaceous Chondrite Fission) Xeとして知られるようになりました。第19図には Allende 隕石からの CCF Xe を ^{238}U ^{244}Pu など知られている重元素の自発核分裂による Xe のパターンと比較してみました。第19図をみれば 確かに $^{131}\text{Xe} \sim ^{136}\text{Xe}$ が濃縮しているという全体的な様子はあっていますが細かい点では一致しません。特に CCF Xe では ^{132}Xe は ^{131}Xe より小さいのですが ^{238}U ^{244}Pu ^{244}Cm の自発核分裂ではいずれも ^{132}Xe は ^{131}Xe より大きくなっています。この $^{132}\text{Xe}/^{131}\text{Xe}$ が1より小さくなるのが現在まで知られている重元素の自発核分裂では説明できなかったのです。

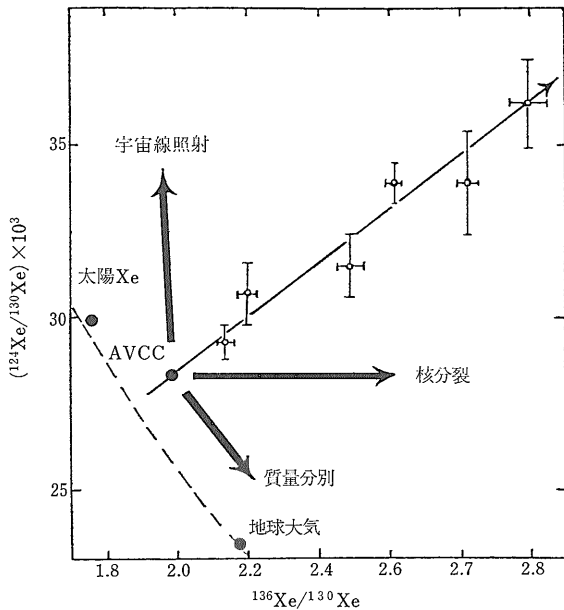
このような理由から CCF Xe は超重元素 (Super heavy element) の自発核分裂ではないかというアイデアが出てきました。シカゴ大学の ANDERS 達は 1969年には CCF Xe が揮発性元素の多い始原始的な隕石である炭素質コンドライトにあり U や Th のようなアクチノイド元素でなく Hg In Tl Bi といった揮発性元素と関連していることから 原子番号112番から119番の間の揮発性
1984年9月号



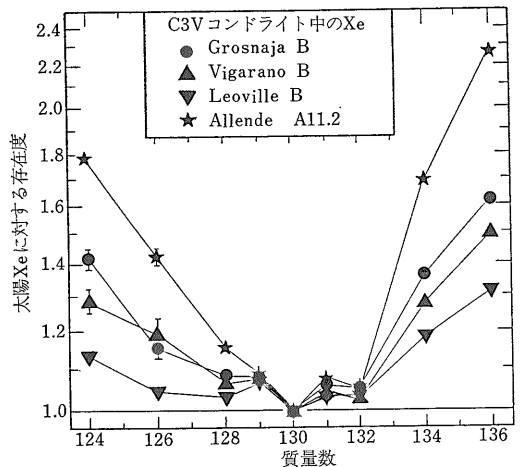
第19図 CCF Xe と重元素の自発核分裂による Xe の比較 (Lewis et al. 1975).

の超重元素ではないかと予言をしました。1972年には超重元素の太陽系星雲での凝縮温度を推定して 原子番号111番から116番の間であると改訂 1975年には 113番から115番まで狭めて超重元素の原子番号をつきとめようと必死でした。

一方 MANUEL et al. (1972) はおもしろいことに気がつきました。CCF Xe は重い方のXeである $^{131}\text{Xe} \sim ^{136}\text{Xe}$ が濃縮されているのですが同時に ^{124}Xe ^{126}Xe も濃縮されていたのです。このことは最初の頃にも気付かれていたのですが元々 ^{124}Xe ^{126}Xe は存在度が低く宇宙線による影響もあって誤差が大きいためあまり注目されなかったのです。第20図には彼等のプロットを示しました。この図には宇宙線照射 自発核分裂 質量差による分別効果の影響があった時この図上でどちらへ進むかを矢印で示してあります。この図に炭素質コンドライトの段階加熱のデータをプロットするときれいに直線になります。しかもそれは自発核分裂の方向だけでなく宇宙線照射による影響と自発核分裂の影響がよく相関して増大する方向にあります。このような関係のない2つの効果がきれいに一緒になるのはおかしいことです。それよりは ^{136}Xe と ^{124}Xe が一緒に濃縮した第3の成分があってそれが AVCC Xe と混ざったと考える方が自然です。 ^{136}Xe は r-過程の核種 ^{124}Xe は p-過程の核種でこの第3の成分は r-過程と p-過程の元素合成が同時に卓越した所 すなわち超新星です。Xe のデータの直線関係は 太陽系の初期に超新星と遭遇した



第20図 CCF Xe における ^{124}Xe と ^{130}Xe の相関。
宇宙線照射 核分裂 質量分別効果による同位体の変化を矢印で示す (Manuel et al. 1972)

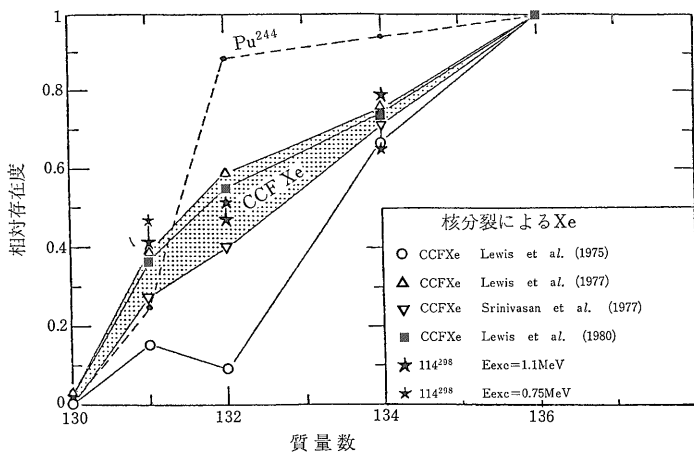


第21図 炭素質コンドライト中の CCF Xe (Matsuda et al. 1980b).
重い Xe ($^{131}\text{Xe} \sim ^{136}\text{Xe}$) と軽い Xe ($^{124}\text{Xe} \sim ^{128}\text{Xe}$) が一緒に濃縮している。

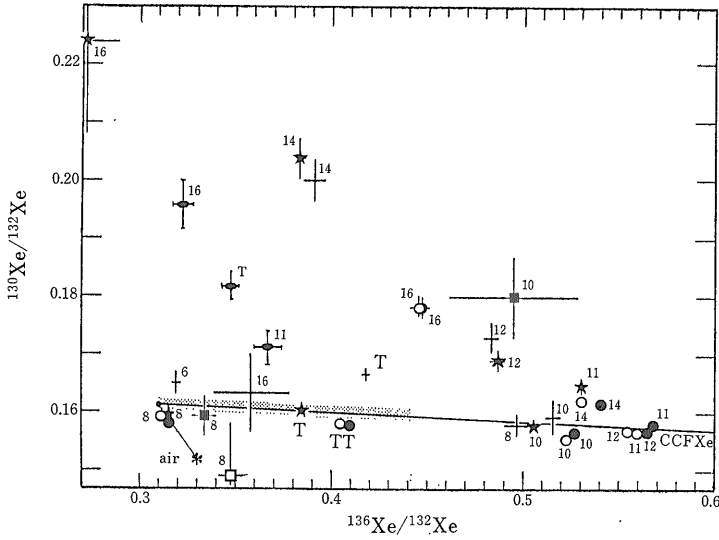
時 太陽系の平均である AVCC Xe と超新星での Xe の混合の結果だという結論になりました。

ANDERS 達はこれに対してどう考えたでしょうか。第21図には 炭素質コンドライトのタイプ3のV (炭素質コンドライトのタイプ3にはVとOの2つに分類される) のサンプルについての CCF Xe を示しました。Allende 隕石のA11.2という試料 (化学的処理をして分離した試料) が現在までに得られている最も CCF Xe が濃縮しているものです。これをみると 軽い方の ^{124}Xe から ^{130}Xe までは質量数に対してきれいに直線に並んでいます。このような時には一般に質量分別効果であると解釈されま

す。重い方の $^{131}\text{Xe} \sim ^{136}\text{Xe}$ の濃縮は その質量分別が起った後に超重金属の自発核分裂が付け加わったと考えればよいわけです。1980年に ANDERS (1981) はこの軽い方の Xe の質量分別効果の直線を重い方まで延長し CCF Xe の濃縮を計算しました。その結果は第22図のようなもので ^{132}Xe は ^{131}Xe より大きくなり 原子番号114番の超重金属からの自発核分裂の値とよく一致していました。しかしながら ANDERS の説では 軽い方の Xe と重い方がなぜよく相関しているのかは説明できません。質量分別効果と自発核分裂という関係のないものが一緒に行動するわけがないのです。質量分別効果の大きいもの程たくさん超重金属が入っていたとは考えにくいので MANUEL 達はそこを攻撃します。しかし



第22図 CCF Xe と原子番号 114 番の超重金属の核分裂による Xe (Anders, 1981).



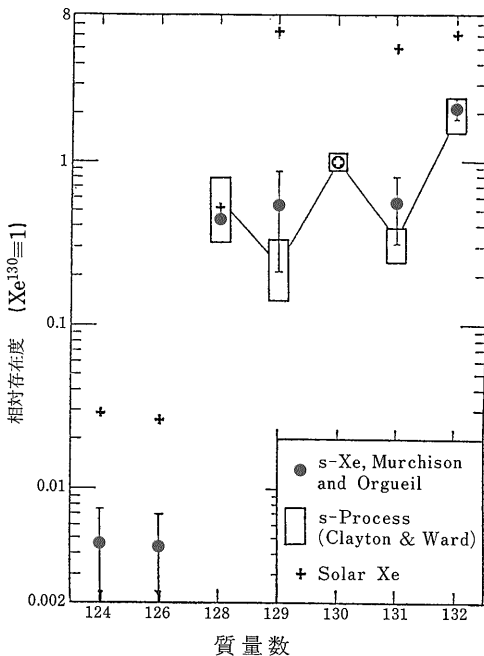
第23図
Murchison 隕石の段階加熱による s-Xe のデータ (Alaerts et al. 1980). 数字に100倍したものが温度. “T”は試料を一度に溶かした時のもの. 14(1400°C), 16(1600°C)で上側にきているものが多い.

MANUEL 達の説にも説明できない点があります。もし CCF Xe が超新星との遭遇の証拠なら CCF Xe の濃縮している試料で他の元素の同位体比の異常があってもよいのですが 希ガス以外の異常はみつからないのです。また $^{124}\text{Xe} \sim ^{130}\text{Xe}$ がきれいに直線に並ぶのは単なる偶然なのでしょうか。こんなわけでこの論争は MANUEL 達の方に少し分があるようですが まだよく結着がつか

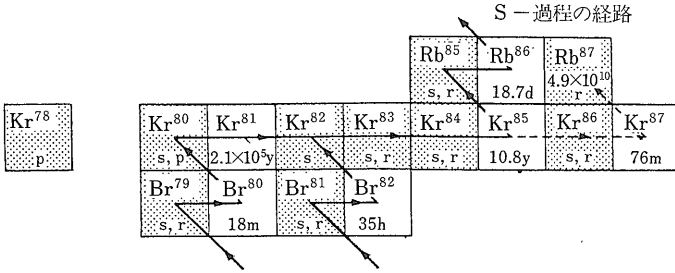
いていないのです。

(b-2) s-Xe……赤色巨星の名残り

さて CCF Xe は p-過程と r-過程でつくられた Xe の同位体が濃縮した形だったわけですが 逆に s-過程の Xe の核種だけが濃縮したものはみつからないのでしょうか?。SRINIVASAN & ANDERS (1978) は Murchison 隕石を様々の酸やアルカリで化学処理を施し その試料を段階加熱したところ 1400°C~1600°C の成分に ^{128}Xe ^{129}Xe すなわち s-過程でつくられる核種の濃縮したものがあらわれました。これを s-Xe と呼びます。第23図は s-過程のみでつくられる核種の ^{130}Xe について その様子を示したものです。 $^{130}\text{Xe}/^{132}\text{Xe}$ が大きくて “太陽Xe” と “CCF Xe” を結ぶ線より上にきているのがみえます。これは ^{130}Xe の濃縮した第3の成分の存在を意味しています。ALAERTS et al. (1980) はこの試料の更に細かい分離を行ない コロイドにならない 1~3 ミクロンサイズの粒子にこの s-Xe が濃縮していることをつきとめました。彼等は Orgueil 隕石と Murchison 隕石の s-Xe の全てのデータを使い s-Xe の純粋な値を計算しました。それは何と理論的に予測されていた s-過程でできる Xe の同位体比とぴったり一致していたのです (第24図)。 s-過程は主に赤色巨星で起こるとされているので これはこの時の生き残りがある証拠なのです。なお s-Xe は炭素質コンドライトのタイプ1の Orgueil 隕石同じくタイプ2の Murchison 隕石にはあるのですが 同じくタイプ3の Allende 隕石ではみつかっていませんでした。ところが去年の3月 アメリカのヒューストンの学会では極わずかだが Allende 隕石中にも



第24図 Orgueil 隕石と Murchison 隕石中の s-Xe と理論値との比較 (Alaerts et al. 1980).

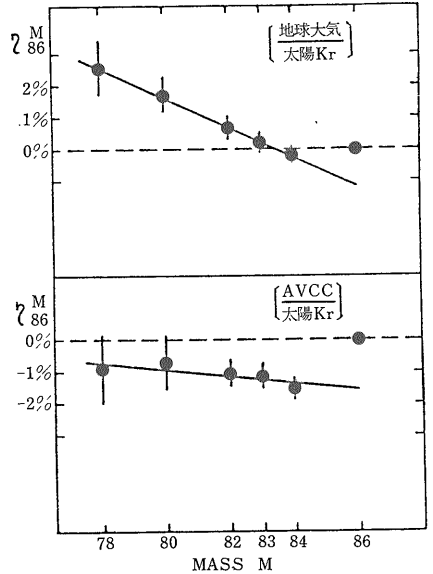


第25図 Kr 付近の元素合成.

s-Xe が存在することが報告されました.

(c) Krypton

Krには6つの同位体⁷⁸Kr ⁸⁰Kr ⁸²Kr ⁸³Kr ⁸⁴Kr ⁸⁶Kr があります。第25図にXeと同様 各同位体の核種がp-過程 r-過程 s-過程の何でできるのかをr p sで示します。黒い線と矢印はs-過程の道筋で 数値はβ-壊変の半減期です。宇宙線照射は⁸⁰Kr以外の全てをつくるし ⁸⁰Kr~⁸⁶Krは自発核分裂によっても生成されます。Xeと同様 AVCC(Average Value of Carbonaceous Chondrites)Krは“惑星型”ですが 月の砂のデータからの太陽Krとそんなに大きな差はありません(第26図)。地球大気は 太陽 Kr に対して質量分別効果がみられますが Xeの場合と逆に軽い方が濃縮した形です。この理由はよくわかっていません。CCF Xeと同様 Krにもp-過程とr-過程でできる同位体核種の濃縮したCCF Krがあるでしょうか。第27図には CCF Xeの最も濃縮した Allende 隕石からの試料A11.2のKrのデータを示しました。CCF Xeがあることからこれを CCF Kr

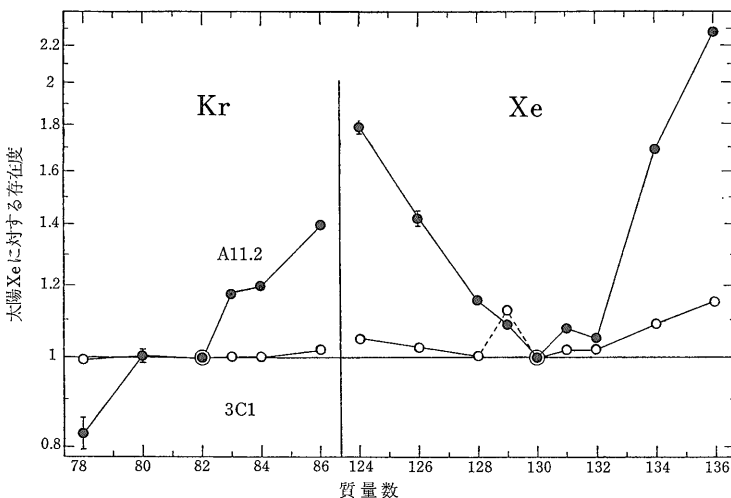


第26図 “地球大気”と“太陽Kr”(上図)
“AVCCKr”と“太陽Kr”(下図)の比較
 $\delta_{86}^M = [(Kr^M/Kr^{86})_{試料} / (Kr^M/Kr^{86})_{太陽Kr} - 1]$
(Eberhardt et al. 1972)

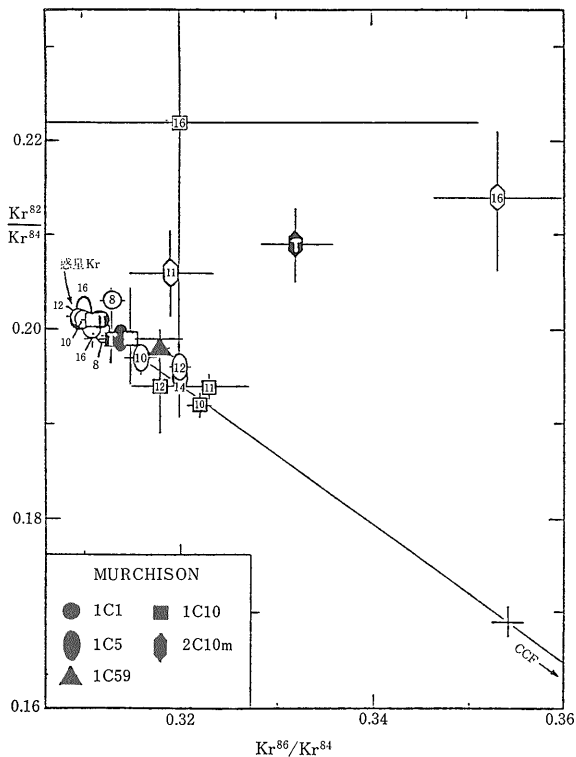
と呼びますが r p-過程の濃縮している気配はなく 単に軽い方の同位体が少ない質量分別を起こしているだけのようです。もっともそんなにきれいに直線というわけでもないで 何か他の成分があるのかも知れません。

(c-1) s-Kr……s-過程の元素合成は短い時間内に起った!

Krのデータを縦軸に⁸²Kr/⁸⁴Kr 横軸に⁸⁶Kr/⁸⁴Krと



第27図 Allende 隕石からの酸処理された試料の CCFXe と CCFKr. 黒丸印が CCFXe の最も濃縮している試料A11.2 (Anders, 1981).

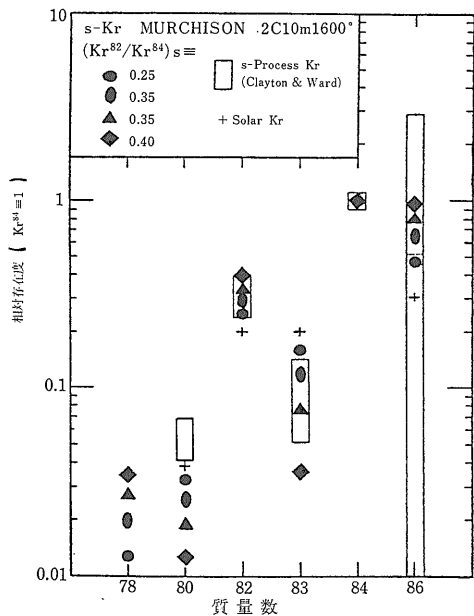


第28図 Murchison 隕石の s-Kr (Alaerts et al. 1980). データは段階加熱によるもので数字に 100 倍したものが温度. “T” は試料を一度にとかした時のもの. 2C10m という試料の 11(1100°C), 16(1600°C) に s-Kr が濃縮している.

いう風にプロットすると多くのデータは AVCC Kr と CCF Kr を結ぶ線上に並びます. ところが さきの Murchison 隕石から分離した コロイドにならず 1~3 ミクロンのサイズの s-Xe が濃縮していた試料は この直線からはずれて 上側にきます (第28図). このことは ⁸²Kr の多い第 3 の成分の存在を示しています. ⁸²Kr は第24図から分るように s-過程でのみつくられる核種なので この第 3 の成分は s-Xe 同様 s-Kr なのです.

さて 第25図に着目して下さい. s-過程の道筋は ⁸⁵Kr のところで点線で ⁸⁶Kr になっています. ⁸⁵Kr の β⁻壊変の半減期は 10.8 年なので もし s-過程の元素合成が非常にゆっくりで 10⁸ とか 10⁴ 年ぐらいたすれば 中性子を捕獲する前に ⁸⁵Kr は全て ⁸⁵Rb へ壊変してしまうのです. 逆に s-過程がすばやく起こったなら ⁸⁵Kr は ⁸⁵Rb へ壊変する前に中性子を捕獲して ⁸⁶Kr をつくるでしょう. ですからもし 実験データの方から s-Kr に ⁸⁶Kr があると それから s-過程の起こった時間を推定できるので

1984年 9 月号



第29図 Murchison 隕石から得られた s-Kr と理論的に計算された s-Kr との比較 (Matsuda et al. 1980 a)

す! CLAYTON & WARD(1978) は s-過程の Kr 同位体の存在度を理論的に計算したのですが そんなわけで ⁸⁶Kr については 0~90% の ⁸⁶Kr が s-過程でつくられるとしただけでした. 著者らは Murchison 隕石のデータから s-Xe 似た手順で s-Kr の同位体比を計算してみました. s-Xe と異なり Kr の場合 s-Kr の 1 つの比 例例えば ⁸²Kr/⁸⁴Kr を決めないと全体の比が決まりません. そこで s-Kr の ⁸²Kr/⁸⁴Kr を CLAYTON & WARD (1978) の理論から推定された値の範囲にとって変化させてみました. 結果は第29図にあるように全体的に理論値と非常によく合っていました. また s-Kr の ⁸⁶Kr/⁸⁴Kr も決定できその量から s-過程は 5~100 年という非常に短い時間で起こったと結論できたのです. s-過程は 10⁸~10⁴ 年ぐらいで起こると思われていたのに対し これは非常に短い時間です.

6. あとがき

以上 希ガスの話を紹介しましたが 特に各希ガスの同位体の異常が太陽系の初期の様子について様々な情報を与えてくれることがわかっていただけたと思います. 宇宙科学者は 数ミクロンの物質中の希ガスの情報から全太陽系での出来事を鮮やかに描いてみせます. (そんなことが可能だということからして本質的に誤りであるという

悪口もありますが……) そうして そうしたわずかの手掛りから 何が導きだせるのかということが科学の醍醐味というものなのでしょう。

文 献

- 1) ALAERTS, L., LEWIS, R. S. and ANDERS, E. (1977) Primordial noble gases in Chondrites: The abundance pattern was established in the solar nebula. *Science* v.198, p.927-930.
- 2) ALAERTS, L., LEWIS, R. S., MATSUDA, J. and ANDERS, E. (1980) Isotopic anomalies of noble gases in meteorites and their origins VI: Presolar components in the Murchison C2 chondrite. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.44, p.189-209.
- 3) ANDERS, E. and OWEN, T. (1977) Mars and Earth: Origin and Abundance of volatiles. *Science* v.198, p.453-465.
- 4) ANDERS, E. (1981) Noble gases in meteorites: Evidence for presolar matter and superheavy elements. *Proc. Roy. Soc. London.* A374, p.207-238.
- 5) BERNATOWICZ, T. J. and PODOSEK, F. A. (1978) Nuclear Components in the Atmosphere, *Terrestrial rare gases* p.85 Cent. Acad. Publ. Japan.
- 6) BLACK, D. C. and PEPIN, R. O. (1969) Trapped neon in meteorites. *Earth Planet. Sci. Lett.* v.6, p.395-405.
- 7) BROWN, H. (1952) The atmospheres of the earth and planets. ed. Kuiper, G. P., Univ. Chicago Press, 257-266.
- 8) CAMERON, A. G. W. (1973) Abundances of the elements in the solar system. *Space Sci. Rev.* v.15, p.121-146.
- 9) CLAYTON, D. D. and WARD, R. A. (1978) S-process studies: Xenon and Krypton isotopic abundances. *Astrophys. J.* v.244, p.1000-1006.
- 10) CLAYTON, R. N., GROSSMAN, L. and MAYEDA, T. K. (1973) A component of primitive nuclear composition in carbonaceous meteorites. *Science* v.182, p.485-488.
- 11) EBERHARDT, P., GEISS, J., GRAF, H., GRÖGLER, N., MENDIA, M. D., MORGELI, M., SCHWALLER, H., and STETTLER, A. (1972) Trapped solar wind noble gases in Apollo 12 lunar fines 12001 and Apollo 11 breccia 10046. *Proc. 3rd Lunar Sci. Conf.* p.1821-1856.
- 12) EBERHARDT, P. (1974) A Neon-E rich phase in the Orgueil carbonaceous Chondrite. *Earth Planet Sci Lett.* v.24, p.182-187.
- 13) EBERHARDT, P. (1978) A neon E rich phase in Orgueil: Results of stepwise heating experiments. *Proc. 9th Lunar Sci. Conf.*, p.1027-1051.
- 14) FANALE, F. P. and CANNON, W. A. (1971) Physical adsorption of rare gas on terrigenous sediment. *Earth planet Sci. Lett.* v.11, p.362-368.
- 15) FANALE, F. P. and CANNON, W. A. (1972) Origin of planetary primordial rare gas: The possible role of adsorption. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.36, p.319-328.
- 16) JEFFERY, P. M. and ANDERS, E. (1970) Primordial noble gases in separated meteorite minerals-I. *Geochim. Cosmochim. Acta.* v.34, p.1175-1198.
- 17) KURODA, P. K. (1960) Nuclear fission in the early history of the Earth. *Nature*, 187, 36-38.
- 18) LANCET, M. S. and ANDERS, E. (1973) Solubilities of noble gases in magnetite: implications for planetary gases in meteorites. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.37, p.1371-1388.
- 19) LEWIS, R. S., SRINIVASAN, B. and ANDERS, E. (1975) Host phase of a strange Xenon component in Allende. *Science* v.190, p.1251-1262.
- 20) MANUEL, O. K., HENNECKE, E. W. and SABU, D. D. (1972) Xenon in carbonaceous chondrites. *Nature* v.240, p.99-101.
- 21) MATSUDA, J., LEWIS, R. S. and ANDERS, E. (1980a) Neutron capture time scale of the S-process, estimated from s-process krypton in a meteorite. *Astrophys. J.* v.237, p.121-123.
- 22) MATSUDA, J., LEWIS, R. S., TAKAHASHI, H. and ANDERS, E. (1980b) Isotopic anomalies of noble gases in meteorites and their origins-VI: C3V carbonaceous chondrites. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.44, p.1861-1874.
- 23) MAZOR, E., HEYMANN, D. and ANDERS, E. (1970) Noble gases in carbonaceous chondrites. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.34, p.781-824.
- 24) MEIER, F. O., JUNGCK, M. H. and EBERHARDT, P. (1980) Evidence for pure Neon-22 in Orgueil and Murchison. *Lunar and Planet. Sci.* v.11, 723-725.
- 25) OZIMA, M. and NAKAZAWA, K. (1980) Origin of rare gases in the earth. *Nature* v.284, p.313-316.
- 26) PODOSEK, F. A. (1970) Dating of meteorites by the high-temperature release of iodine-correlated Xe. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.34, p.341-365.
- 27) PODOSEK, F. A. (1978) Isotopic structures in solar system materials. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* v.16, p.293-334.
- 28) POLAK, J. B. and BLACK, D. C. (1979) Implications of the gas compositional measurements of Pioneer Venus for the origins of planetary atmosphere. *Science* v.205, p.56-59.
- 29) REYNOLDS, J. H. (1960) Determination of the age of the elements. *Phys. Rev. Lett.* v.4, p.8-10.
- 30) SRINIVASAN, B. and ANDERS, E. (1978) Noble gases in the Murchison Meteorite: Possible relics of s-process nucleosynthesis. *Science* v.201, p.51-56.
- 31) TANDON, S. N. and WASSON, J. T. (1968) Gallium, germanium, indium and iridium variations in a suite of L-group chondrites. *Geochim. Cosmochim. Acta* v.32, p.1087-1109.
- 32) ZAICOWSKI, A. (1979) I-Xe chronology of Allende inclusions. *Lunar and Planet. Sci.* v.10, p.1392-1394.