[宇宙線研究と加速器]

座長: 菅本 晶夫

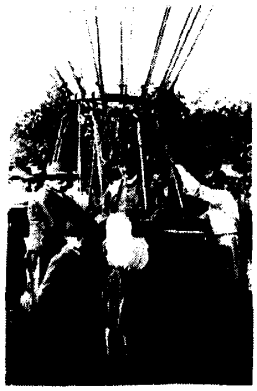
ニュートリノと宇宙線研究

荒船 次郎

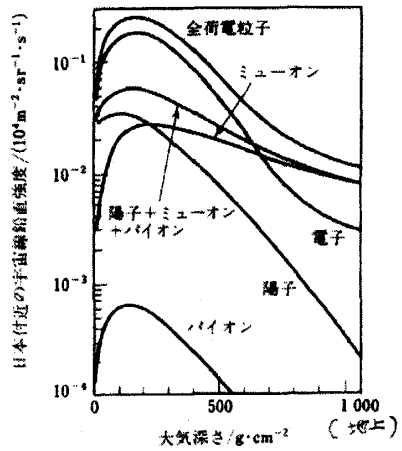
坂東さんからタイトルを頂きましたが、何を話していいかよくわからなかったので、neutrino と宇宙線に関して過去、現在、それとちょっと未来の話を簡単にしようと思います。宇宙線については、ここに丹生先生がおられますし、私の知っていることは、宇宙線のみなさんの知っていることの 100 分の 1 ぐらいしかないと思います。

[slide 1,2,3] 最初に宇宙線を見つけたのは、Hess という人です。1911 年から気球を上げているらしいのですが、1912 年に上げた際に 5,000 m まで上がっても、検電器の値、つまりイオンをつくる力が落ちずにむしろ増加することを見つけました。1cm^2 あたり毎秒何個と数えます。現在で考えれば、宇宙線は二次宇宙線も含めて上空にいくほど増えますから、それに伴って ionization が強くなるのは宇宙線で解釈できるわけです。そういうことで、宇宙線が発見されました。

[Slide 1]



[Slide 2]



天第13図 鉛直方向から来る宇宙線の単位立体角当りの粒子強度. 地表近くでは $\cos^2\theta$ に比例し(θ は天頂角), 極大では等方的となり, それより上方では横方向の入射が多くなる. 横軸は, 大気頂上からの空気の単位面積当りの質量(気圧と等価)をとった.

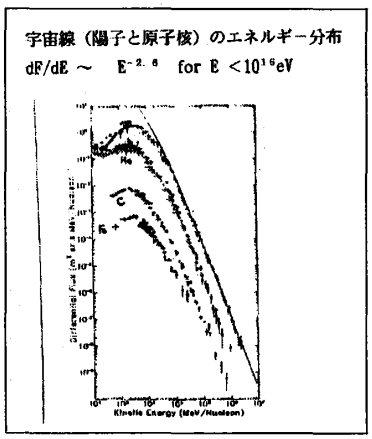
[Slide 3]

若い人が多いなら宇宙線のことも言ったほうがいいかと思ったのですけれども、みなさん、宇宙線については私よりも知っている人ばかりなので、一応、簡単なことだけお話します。

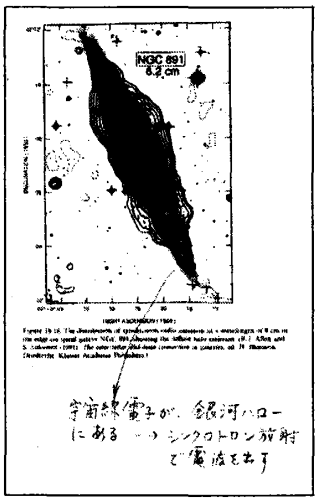
[slide 4] 宇宙線はエネルギーが高くなると、$E^{-2.6}$ ぐらいで減っていきます。普段は 1cm^2 あたり 1 分に 1 個ぐらい muon が降ってくるのですが、エネルギーが例えば 10^{20} くらいの maximum になると、途中で変わりますけれども 100km^2 あたり 1 年に 1 個ぐらいになります。

[slide 5] これは別の銀河、楕円銀河の電波の図です。円盤の上に電波がきているということは、そこに宇宙線の electron が飛んで、シンクロトロン放射をしているということを意味しています。広がっているということです。

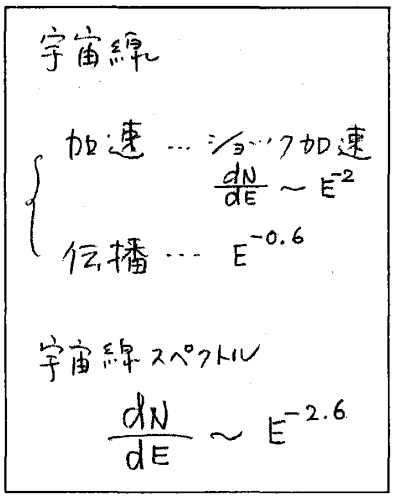
[slide 6] 宇宙線のエネルギーは、先ほど $E^{-2.6}$ と大雑把に言いましたけれども、加速したときは－2 乗で、あと、伝播するとき、−0.6 乗稼ぐと思われています。要するに、銀河系内でエネルギーが高いとすぐいなくなってしまうのです。エネルギーが低いと磁場でぐるぐる回っているからなかなか出ていかないというわけで、エネルギーの −0.6 乗で滞在時間が減り、合わせて −2.6 乗であると考えられています。



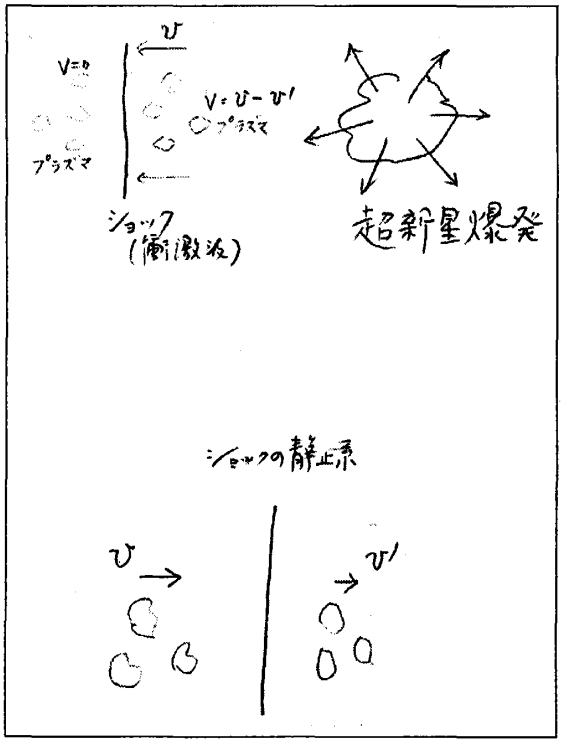
[Slide 4]



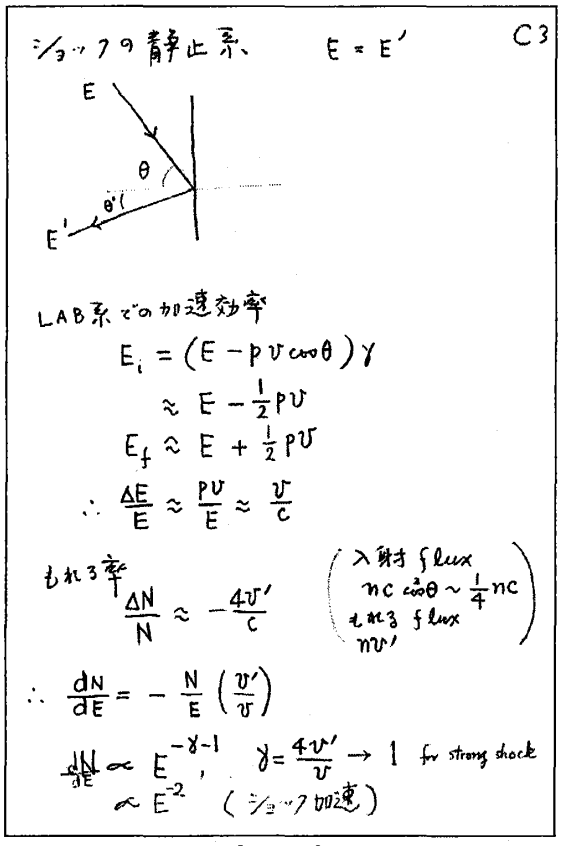
[Slide 5]



[Slide 6]



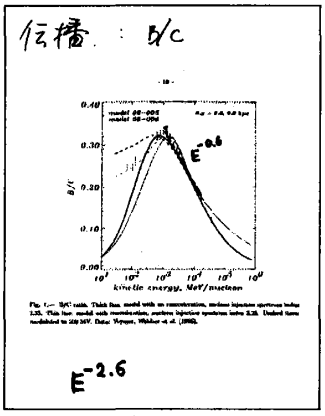
[Slide 7]



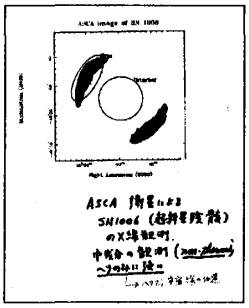
[Slide 8]

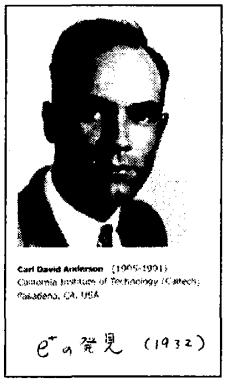
[slide 7,8] この加速メカニズムは、たくさんあるので典型的なものを1つだけご紹介します。超新星が爆発するとショックウエーブが走ります。その velocity を v とします。始めに何か宇宙線がないといけませんけれども、それがこのショックで何回も跳ね返されていくうちに加速されてやがてエネルギーが高くなるという、ショック加速というのが考えられています。雲とかプラズマなどショックの止まっている座標系にローレンツ変換して考えると、これはフェルミが最初に考えたのですが、反射するものが静止していれば initial と final でエネルギーは同じだろうということです。だけどローレンツ変換して、これが動いている LAB 系に直して、velocity は光速に比べて二次以上は無視して一次だけとり、角度も平均してしまうと、静止系に比べて velocity は、このぶんだけこっちは減速、こっちは加速します。そうすると、当然ですがエネルギーの増える分は、ショックフロントの velocity の β にちょうど等しい、それだけエネルギーをもらうというわけです。反射ばかりしているわけではな

くて、中にはフロントの右側にいって戻ってこないものもあります。それはショックの静止系でプラズマの velocity を $v/$ とすると、密度 × $v/$ が漏れたプラズマです。入射の角度の平均を取って漏れる確率を計算すると、高速で入ってきてある角度があるけれども $v/$ で逃げていきます。加速する率と漏れる率と合わせるとこういう方程式になって、この係数は strong shock、ショックのスピードが速い limit で 1 になります. この微分方程式を解くとNはエネルギーに逆比例して、微分すると 2 乗に反比例する、そういうのがショック加速の理論で先ほどの −2 乗、伝播で −0.6 乗という実験と割に合う一つの模型になります。

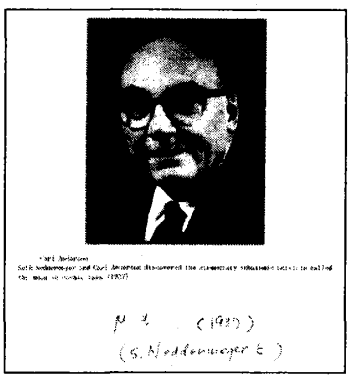


[Slide 9]


[Slide 10]



[Slide 11]


[Slide 12]

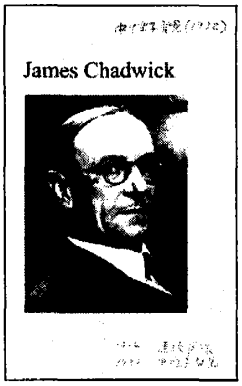
[slide 9] 伝播で −0.6 乗が何から結論されているかというと、例えば primary のカーボンが入ってきて星間ガスとぶつかって Boron になる場合、宇宙線の Carbon のところの比を取るとエネルギーの −0.5 乗とか −0.6 乗で減少しているので、エネルギーが高いほど衝突確率が少なく、早く銀河系から出ていってしまうと考えて、滞在確率が 0.6 乗で減るということでそれを合わせているというわけです。おおよそはそのようなことで、超新星のエネルギーが宇宙線に巡り巡って賦与されているのだろうと考えられています。

[slide 10] これはそれを裏付ける京都の小山さん達の実験です。超新星残骸で、電波の強い外のほうでX線が冪で減っているような領域があったというデータです。X線が冪で減っているというのは、宇宙線の電子がシンクロトロン輻射をしているからであろうと仮定すると、その電子がこんなX線を出すためには、100TeV くらいの相当高いエネルギーの宇宙線の電子がなければいけないということを示唆するという仕事をされました。しかし、shock front で加速するのだということはどうやら electron に関しては確からしいのです。まだ proton のソースというのは、ちゃんとは見つかってはいません。そうやって宇宙線物理が始まりました。素粒子は最初のうちは、宇宙線で見つけられました。

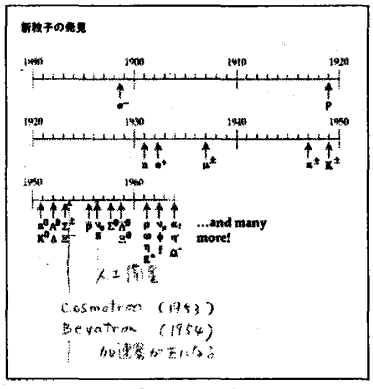
[Slide 11,12] 左は Anderson が若いときで、positron を発見した頃です。それから右は、Anderson がだいぶ歳を取って、Neddermeyer と一緒に muon も発見した頃です。これは若い人はあまり知らないんですけれども、1937 年に Neddermeyer、Anderson が muon を見つけたとき、その論文には、ミューオンの質量は electron よりうんと重く、proton よりうんと軽いとしか書いていないのですけれども、同じ年に書かれた仁科先生たちの論文には、muon の mass を非常に正確に、proton mass の 1/7〜1/10 であったということをやっていらっしゃいます。

[slide 13] 1932 年に戻りますが、Chadwick が中性子を発見しました。そのあと、いろいろな hyperon、V particle とか、K meson とか Λ などが見つかるわけですが、このへんまでは霧箱ですが、ここから先は、原子核乾板といいますか、emulsion になります。

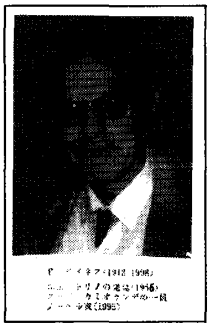
[slide 14] 1953 年のあたりで Cosmotron という加速器が Brookhaven にできて、翌年、Bevatron ができて、このへんから新しい粒子が加速器でつくられるようになりますので、宇宙線の役割はこういう通常の粒子を探すことではなく、何か変わった現象を見るということかそれとも宇宙物理をやるかということになっていきます。このあと新粒子は丹生先生のチャーム粒子まで、たぶん、宇宙線で見つけた新粒子というのは出てこないのではないかと思います。ですから、1953 年西島・Gell-Mann の法則は、宇宙線データを基につくられたと考えていいのではないかと思います。加速器データは、1953 年、1954 年以降ですから。



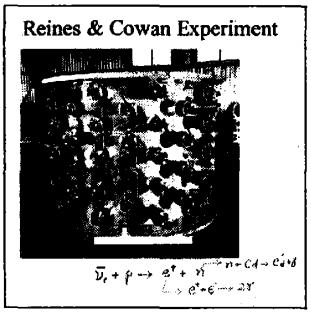
[Slide 13]



[Slide 14]



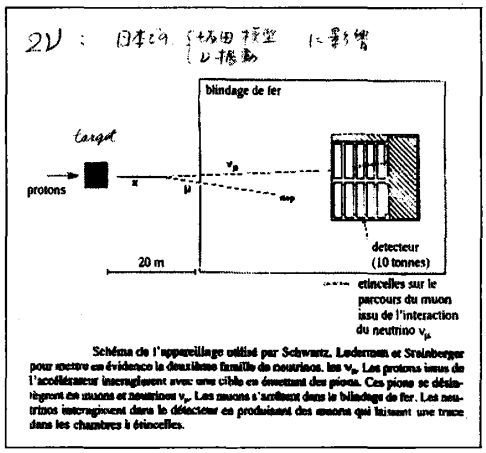
[Slide 15]



[Slide 16]

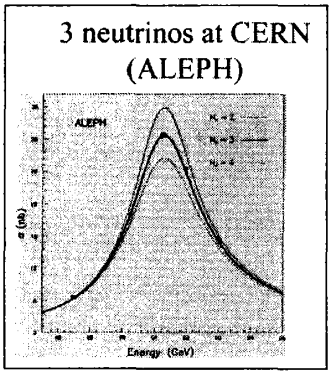
[slide 15,16] 宇宙線は、Reines さんが neutrino を最初は原子炉で見つけます。それはカミオカンデとよく似ていますが、円筒形のタンクの外側に放電管がいっぱい付いていて、大きさは人間の大きさぐらいですけれども、anti-neutrino が proton、水の hydrogen にぶつかって positron と中性子をつくり、これが消滅した γ と、neutron が溶けているカドミウムに吸収されて γ 線を出すという、incidence の実験をやって anti-neutrino を観測しました。

[Slide 17]

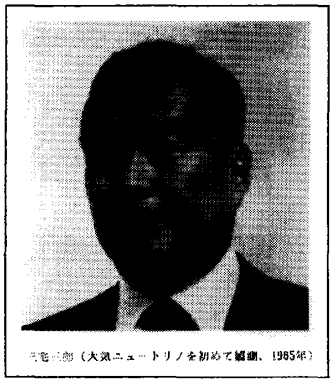


[Slide 18]

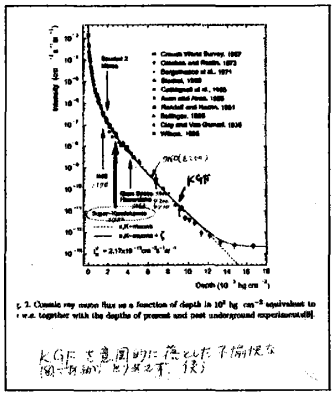
slide[17,18,19] それから、有名な Schwartz、Steinberger、Lederman たちが Brookhaven で π から decay した neutrino は electron をつくらない、muon しかつくらないということを確認して two-neutrino というのを発表しますが、磯先生によるとそれは非常に早く日本にも伝わって坂田模型の4つ目の粒子、あるいは中川、牧等の neutrino 振動の提案にも結びついているだろうということです。最近は、neutrino は3種類しかないようだということは、LEP で確認されています。



[Slide 19]



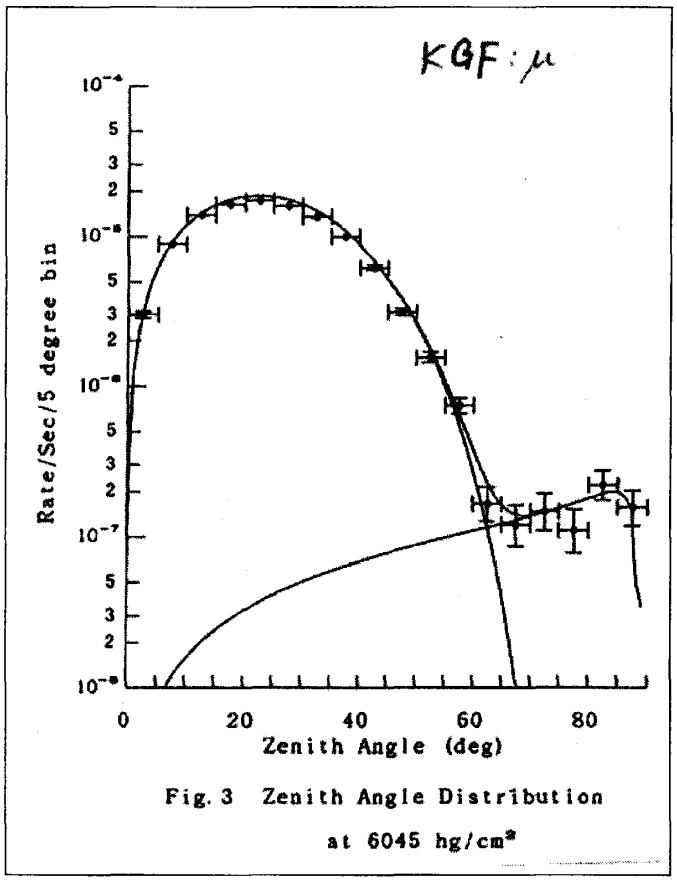
[Slide 20]



[Slide 21]

[slide 20,21] タイトルの「宇宙線とニュートリノ」ですけれども、宇宙線の neutrino を最初に観

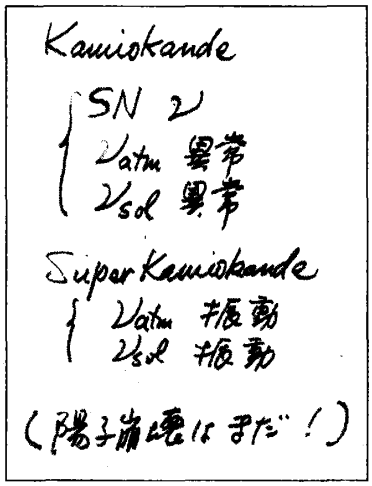
測したのは三宅先生です。このグラフはKGFというインドの非常に地下深いところで、深くなっていくと宇宙線のmuonがものすごい速度で減っていく様子を表しています。加速器ができてからは、宇宙線の素粒子的研究というのは深い地下に行くか高い空に行くかどちらかになります。Air showerという地上でやる実験もあるのですが、直接見るとのはそういう方向になって三宅さんたちは地下に潜っていったのです。



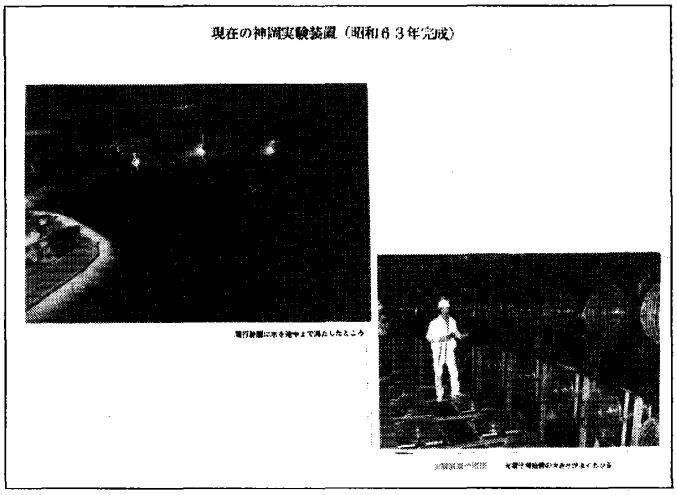
[Slide 22]

[slide 22] これは三宅さんたちのずっとあとの実験の図ですけれども、分かり易いために後の実験を持ってきました。角度が大きくなると、この場合だと70度、深さにもよるのですけれども、2000 mぐらいの深さのところで、70度から先はneutrinoが起源のmuonになります。それより上からくる方は、大気でつくられたμが直接地下までやってきます。Large angleを斜めに入ってくるやつは、地面を非常に長い距離走らなければいけないので、muonはエネルギーを失って止まってしまいます。だから、斜め横からくるやつはneutrinoです。もちろん下からくるやつは、明らかにneutrinoですけれども、横からくるやつもneutrinoになってくるということです。それで三宅さんたちは、横からくるmuonを観測して、neutrinoを観測したわけです。それが1965年です。Reinesも同じような実験を南アフリカでやっていて、それより2週間ぐらい三宅さんの方が早かったのです。

[slide 23,24] 宇宙線とneutrinoというと、一挙に飛びましてカミオカンデにいってしまうのですが、1983年から実験が始まりました。カミオカンデは超新星neutrinoを運よく発見しました。それから大気neutrinoに異常があるということで、neutrino振動を非常に強く示唆しました。太陽neutrinoにも異常があるということで、このときはまだ、振動によるのか、太陽模型が悪いのかというような議論がありました。



[Slide 23]



[Slide 24]

昭和57年度

科学研究費特定研究領域申請書

(案)

研究領域名

素粒子の大統一理論の検証

研究目的

本研究の目的は、素粒子の大統一理論が予言する核子崩壊現象を直接実験することにより検証すること、その崩壊モードを詳しく調べることを主要課題とし、更に理論的研究と協力しつつ、より究極的統一理論が左右対称か否かを検定するため、ニュートリノ振動現象の有無を実験的に探索すること、また大統一理論が必然的に予言する磁気単極子など質量の大きい粒子を探索することにある。

昭和56年1月

[Slide 25]

この式から分かるように実験的に観測可能な L, E_ν の範囲, Δm^2の大きさの関係は次のようになる。

Neutrino 源	E_ν(MeV)	L (m)	Δm^2((eV)^2)
原子炉	1	10^3	3×10^{-6}
中間子ファクトリー	10	10^3	3×10^{-7}
高エネルギー加速器	10^3	10^4	3×10^{-7}
宇宙線	10^3〜10^4	～10^7	～10^{-8}
太陽	0.1	1.5×10^{11}	4×10^{-12}

現在, 実験的におさえられている値は, Davis達の太陽ニュートリノデータ(1.6±0.6)SNUに対して, 期待される計算値(4.7±2)SNUからのずれを有意とした場合, $m_{\nu_e}\geq10^{-5}$ eV となる。 ごく最近のReines達の原子炉の実験では予備的に $0.7\,eV^2\leq\Delta m^2\leq1.0\,eV^2$ という値が出されているがまだ不確実である。

さて, 先の表に見られるように宇宙線ニュートリノで得られる Δm^2 は 10^{-3}(eV)^2 程度である。SO(10)などの予想する Δm^2 の範囲に近い。

その $\Delta m^2\sim10^{-3}$(eV)^{2}の可能性を検証する実験方法は次のようなものである。

この特定研究で考えている実験装置でとらえられるニュートリノ反応の頻度は1,000トンの物質で約200/年である。この数は ν_μ によるものと $\bar{\nu}_e$ によるものの全方向からの総和である。終状態に μ を含む現象と e を含む現象の相対比率を計算するとニュートリノ振動が起っていない場合,

$$\frac{\nu+N\to e+X}{\nu+N\to\mu+X}=0.40.$$

振動が起っていて振動の波長が, 地球の半径より充分短い場合, 地下の方向から来るニュートリノについては

-5-

[Slide 26]

命だが, 数mの飛程で崩壊するような粒子や, 特異な電子カスケード対に崩壊するような未知粒子など, ニュートリノによる特異な現象を探し調べる。

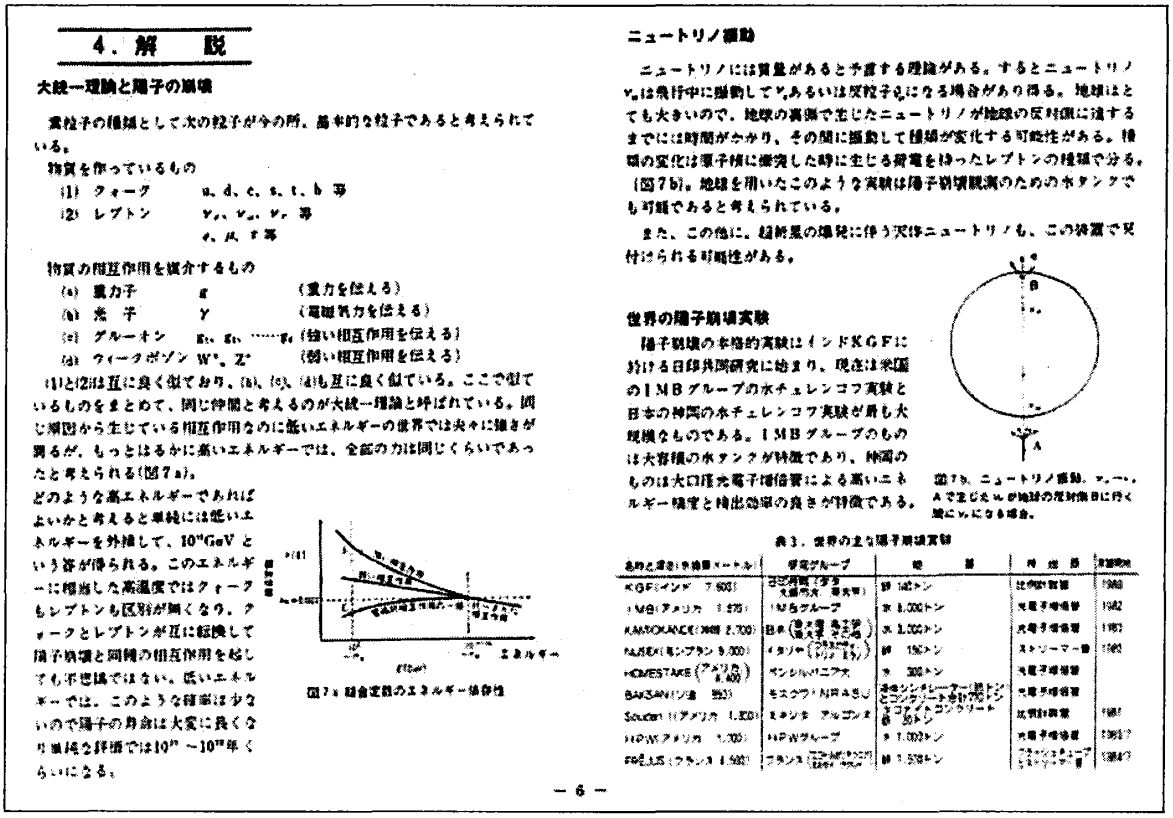
4) 将来の更に大規模な実験, 特に天体ニュートリノで, 10^{10} eV 以上のニュートリノ検出や, 星の重力崩壊で放出される10MeV程度のエネルギーのニュートリノ・バーストの検出方法の研究などもこの実験の経験を通して準備してゆく。特に後者の場合, もし起ればそのフラックスは大きく, 1,000トン程度の装置で検出できる。水チェレンコフ検出器などは光電子増倍管のノイズをあと少し改良すれば充分使える可能性がある。

[Slide 27]

[slide 25,26,27] カミオカンデは、みなさんもよくご存じのとおりの、3,000 トン、Fiducial の方はもっと小さいのですけれども、3,000 トンの水タンクです。予算が通ったのは 1982 年、建設が始まったのは 1983 年からですが、当時の大型科研費を要求しました。特定研究というのです。当時は特別推進研究というのはなかったものですから、特定研究というのにアプライしました。そうしたら特定研究のお世話をしている久保亮五先生が、特定研究というのは特定な領域を支援するみんなでやる科研費なので、こういう一点突破的なプロジェクトには向かないと言われました。

でもそういう予算が必要であることは確かだということで、1年目は通らなかったのですが、2年目に特定が特定1、特定2に分かれまして、いまで言う特別推進研究と特定研究領域の2つに分かれてそれの第1号として通りました。そのときに書かれた申請書のなかには、大気 neutrino の振動も観測できるかもしれないとか、あるいは星の重力崩壊、超新星爆発ですけれども、で放出される 10MeV 程度のエネルギーの neutrino バーストの検出も出来る可能性があるとか、陽子崩壊を主目的とした装置ですけれどもいろいろな野心的なことを書いています。

[slide 28] これは2年後に開所するときに配ったパンフレットですけれども、そのパンフレットにも neutrino 振動も観測できるかもしれない、それから超新星爆発に伴う neutrino も使うかもしれないという希望を述べていますから、人によってはまったく予想しなかった偶然ではないかとおっしゃるかもしれませんけれども、そうではなくて、あればいいなということは言っていました。



4．解　説

大統一理論と陽子の崩壊

素粒子の種類として次の粒子が今の所、基本的な粒子であると考えられている。

物質を作っているもの

(1) クォーク　u, d, c, s, t, b 等

(2) レプトン　ν_e, ν_μ, ν_τ 等

e, μ, τ 等

物質の相互作用を媒介するもの

(a) 重力子　g　（重力を伝える）

(b) 光　子　γ　（電磁気力を伝える）

(c) グルーオン　g_1, g_2, ……g_8　（強い相互作用を伝える）

(d) ウィークボゾン　$W^\pm$, Z^0　（弱い相互作用を伝える）

(1)と(2)は互に良く似ており、(a)、(c)、(d)も互に良く似ている。ここで似ているものをまとめて、同じ仲間と考えるのが大統一理論と呼ばれている。同じ源から生じている相互作用なのに低いエネルギーの世界では夫々に違いが現るが、もっとはるかに高いエネルギーでは、全部の力は同じくらいであったと考えられる(図7a)。

どのような高エネルギーであればよいかと考えると単純には低いエネルギーを外挿して、10^{14}GeV という答が得られる。このエネルギーに相当した高温度ではクォークもレプトンも区別が無くなり、クォークとレプトンが互に転換して陽子崩壊と同種の相互作用を起しても不思議ではない。低いエネルギーでは、このような確率は少ないので陽子の寿命は大変に長くなり単純な評価では10^{29} ～10^{32}年くらいになる。

図7a 結合定数のエネルギー依存性

ニュートリノ振動

ニュートリノには質量があると予言する理論がある。するとニュートリノν_eは飛行中に振動してν_μあるいは反粒子$\bar{\nu}_e$になる場合があり得る。地球はとても大きいので、地球の裏側で生じたニュートリノが地球の反対側に達するまでには時間がかかり、その間に振動して種類が変化する可能性がある。種類の変化は原子核に衝突した時に生じる荷電をはらったレプトンの種類で分る。(図7b)。地球を用いたこのような実験は陽子崩壊観測のためのホタンクでも可能であると考えられている。

また、この他に、超新星の爆発に伴う天体ニュートリノも、この装置で見付けられる可能性がある。

図7b. ニュートリノ振動。ν_e→ν_μ、Aで生じたν_eが地球の反対側Bに行く間にν_μになる場合。

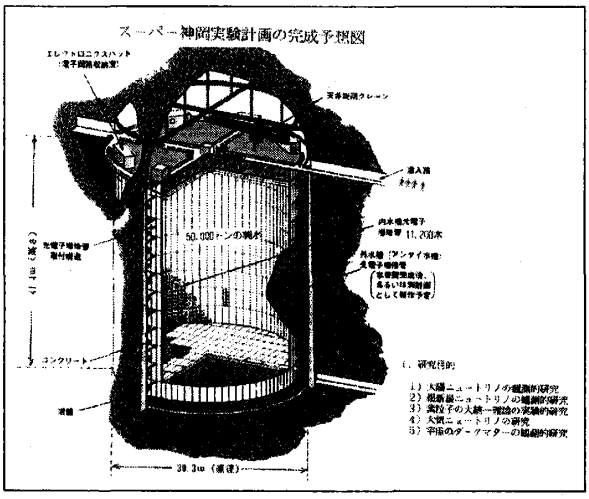
世界の陽子崩壊実験

陽子崩壊の本格的実験はインドKGFに於ける日印共同研究に始まり、現在は米国のIMBグループの水チェレンコフ実験と日本の神岡の水チェレンコフ実験が最も大規模なものである。IMBグループのものは大容積の水タンクが特徴であり、神岡のものは大口径光電子増倍管による高いエネルギー精度と検出効率の良さが特徴である。

表3．世界の主な陽子崩壊実験

名称と深さ(水当量メートル)	研究グループ	地　器	検出器	実験開始
KGF(インド　7,600)	コロラド(アメリカ) 大阪市大　東京都	鉄　140トン	比例計数管	1965
IMB(アメリカ　1,475)	IMBグループ	水 1,000トン	光電子増倍管	1982
KAMIOKANDE(神岡 2,700)	日本(東大宇宙 東大理 京大理)	水 3,000トン	光電子増倍管	1983
NUSEX(モンブラン 9,000)	イタリア(ローマ ミラノ トリノ)	鉄　150トン	ストリーマー管	1985
HOMESTAKE(アメリカ 8,400)	ペンシルバニア大	水　300トン	光電子増倍管	
BAKSAN(ソ連　850)	モスクワ(INR ASU)	液体シンチレーター(鉄トンとコンクリート合計7000トン)	光電子増倍管	
Soudan II(アメリカ　1,800)	ミネソタ　アルゴンヌ	コンクリート(コンクリート合計 50トン)	比例計数管	1985
HPW(アメリカ　1,700)	HPWグループ	水 1,000トン	光電子増倍管	1986?
FREJUS(フランス 4,500)	フランス([illegible])	鉄 1,570トン	プラスチックシンチレーション管	1984?

[Slide 28]



[Slide 29]

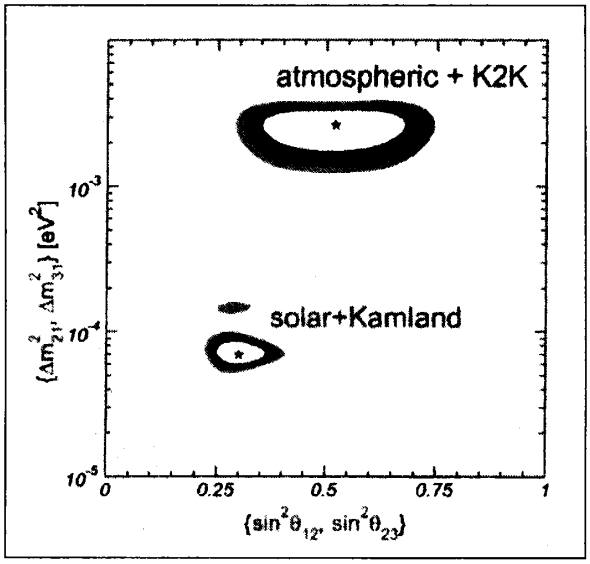
[Slide 30]

[slide 29,30,31,32] その後それをもっときちんと実験しようということで、スーパーカミオカンデがつくられます。1991 年に建設が始まって、1996 年に完成します。これは 5 万トンの水タンクです。途中、1992 年だったと思うのですが、高山と神岡で国際会議を開いた時の写真です。カラーにすればよかったのですが、ゼロックスが間に合いませんでした。これが南部先生でこれはマクドナルドじゃないかと思います。これがライネスで、これがデービス。みなさんで歓談しているところであります。小柴先生の写真もあるのですけれども省略します。佐藤文隆先生が真ん中におられます。

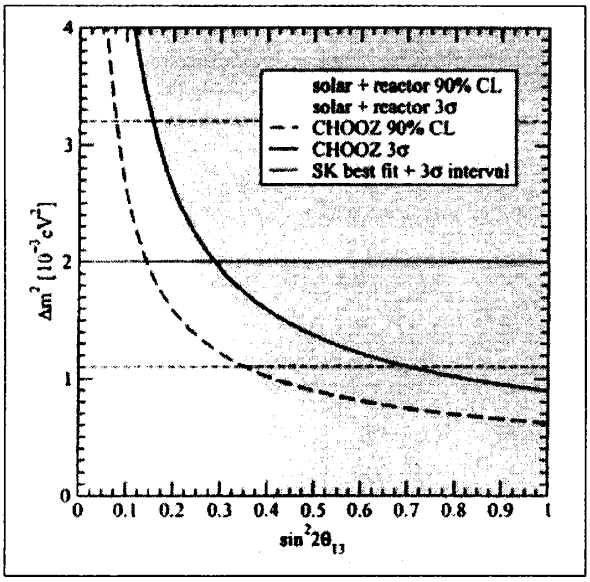
[slide 33] 大気 neutrino については、スーパーカミオカンデを経て確定していくわけです。これは太陽 neutrino と大気 neutrino、両方同じ図に書いてありますが、ミキシングが 0.5 というのが maximum で、maximum mixing に近いということです。それから質量は 2×10^{-3}eV の 2 乗程度の差があると。solar neutrino のほうは、Kamland が大活躍して、質量が非常にいい精度で決まったわ

[Slide 31]

[Slide 32]



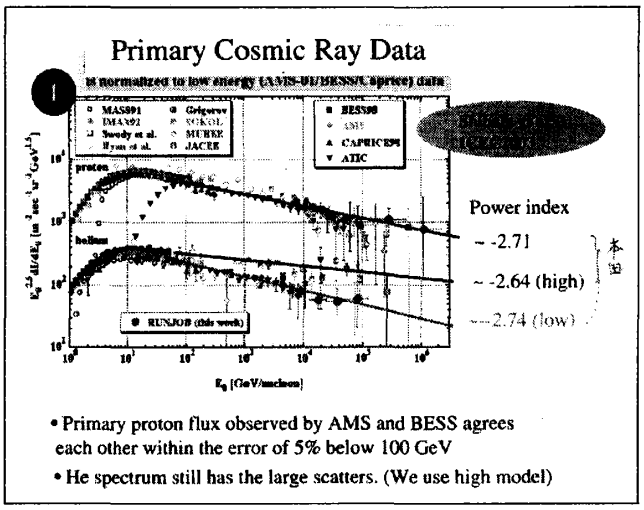
[Slide 33]



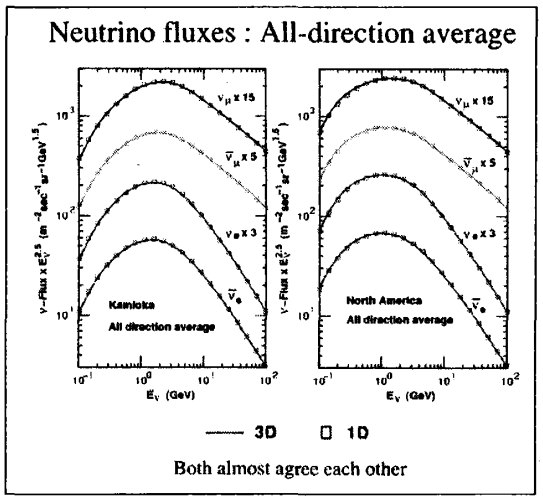
[Slide 34]

けですが、8×10^{-5}eV の２乗ぐらいで、ミキシングは maximum まではいかないけれどもけっこう大きいということがわかっています。

[slide 34] θ_{13} というのは、まだ上限しかわかっていなくて、これをちゃんと見つけるのは、今後の課題になっています。



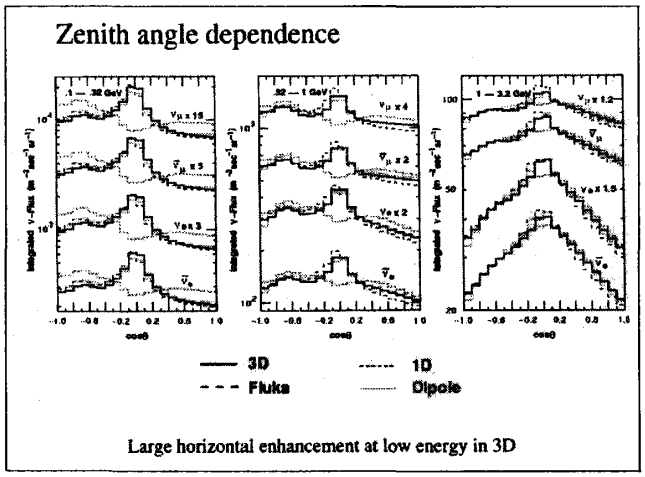
[Slide 35]



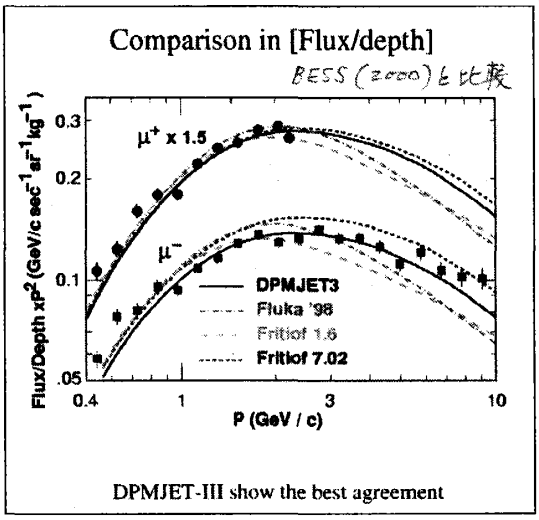
[Slide 36]

[slide 35] このカミオカンデの大気 neutrino の解析というのは、日本で本田さん、笠原さん、緑川さん、梶田さんたちが非常に精力的にやられて、アメリカではガイサーたちがけっこうやられました。本田さんたちの苦労の一端をご紹介します。Primary Cosmic Ray のデータというのは、そもそも非常にばらつきがあります。例えばα線の場合は、こっちを取るのかあっちを取るのかというようなことがまだよくわからないのです。AMS という人口衛星の測定がこのへんまでですから、まだ先には不定性もあります。ですからその不定性を含めて、幅を持たせて計算をするという、非常にたいへんな仕事をしていらっしゃいます。

[slide 36] 宇宙線に計算機シミュレーションを使うというのはいまでは常識ですけれども、非常に本格的にやったのは、日本の笠原さんが最初です。もとは笠原さんのシミュレーションのプログラムを使って、それを neutrino の実験に合うようにいろいろと工夫をして精度を上げていったものです。



[Slide 37]

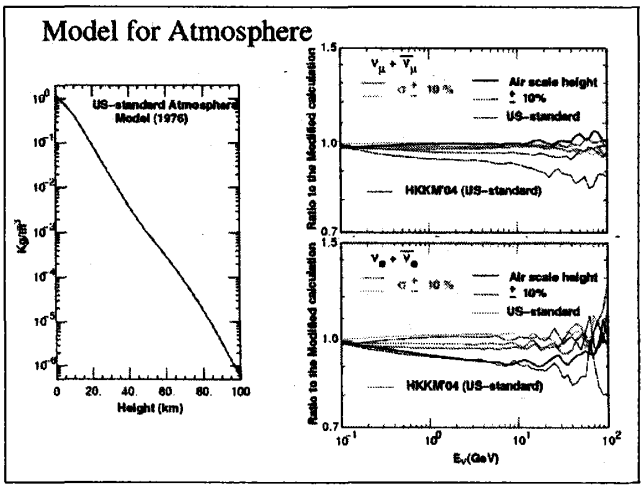


[Slide 38]

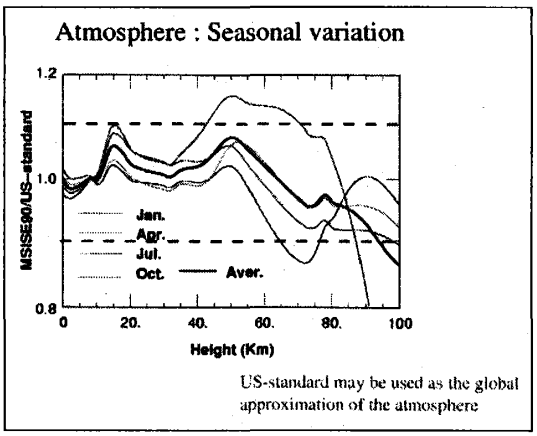
[slide 37] Neutrino fluxes について、最近、本田さんたちは 3 次元計算をやっています。幸いに 1 次元計算と、わりによく合っていますから、いままでの計算で、そう悪くなかったのですが、低いエネルギーでの横からくる neutrino については、3 次元と 1 次元で多少の差は出てきています。

[slide 38] それから、亡くなった折戸さん、それからいまは山本さんたちの BESS 実験で、muon を精密に測ったデータがありますが、それとよく合っていますが、muon で合わせないと neutrino 実験が信用できないので muon でもよく合わせています。ただ、この時は、相互作用の模型によっていろいろな色がついていますが、DPMJET3 いうのがよく合うということでした。

[slide 39,40] こんなものも問題になるのだなというのは、大気の密度は、US-standard というのがあるのだそうですが、実際には standard から日本の大気は deviate します。そうすると、flux が変

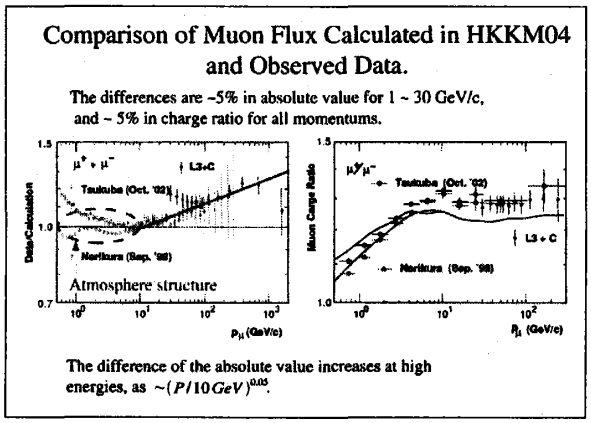


[Slide 39]

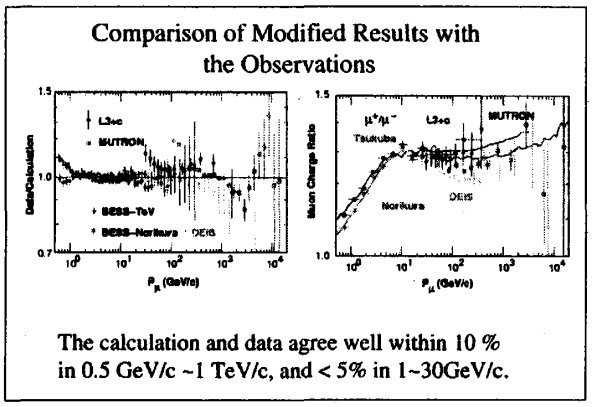


[Slide 40]

わらないかというのも、彼らは真面目に計算しています。その結果、neutrino は違いがありますけれども、数パーセントに留まっています。しかし、muon は、この大気の密度の変化を大きく受ける可能性があるけれども、許される範囲に留まっているということも、チェックしているということです。

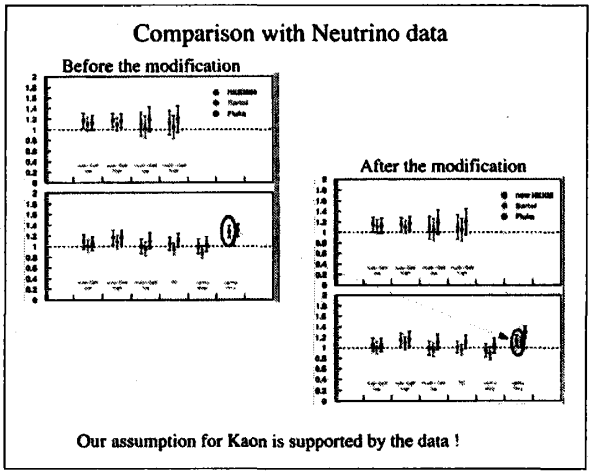


[Slide 41]

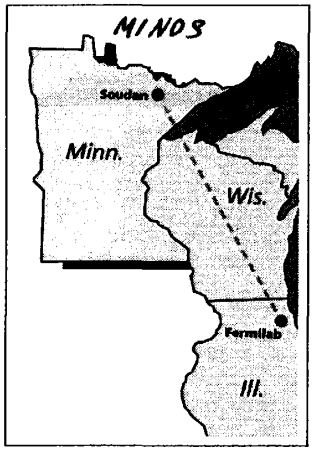


[Slide 42]

[slide 41,42,43] それから、実験と計算はよく合うように見えて、これを見るとよく合っているのですけれども、非常に精密に見ると部分的には数パーセント合わないのです。そういうことも、彼らは非常に心を痛めているのです。しかしこれは、primary を変えても直らないので、相互作用を変えなければいけないのですが、加速器データには矛盾しない範囲で K-meson の production を少し増やすという修正をしてやるとよく合うので、本当はこちらが良いのだと。もっと精密な実験をしないといけないのでしょうけれども、muon に合わせるとするとこうだということです。neutrino はどうなるかというと、この修正によって、前は本田さんたちとカミオカンデのデータがずれていたのが、よく合うようになっているというのです。これは本田さんたちが非常に精力的に計算をしている、苦労をしていらっしゃる一端にすぎません。



[Slide 43]



[Slide 44]

[slide 44] これからは加速器が近づいてきて、MINOS : Fermilab から Soudan Minn. までの実験が始まって精密なデータを出すでしょう。それから、丹生先生とそのお弟子さんたちがやっていらっしゃるオペラ実験も、もうじき結果を出すでしょう。τ neutrino とか、neutrino parameter の精密化もおこなわれると思います。

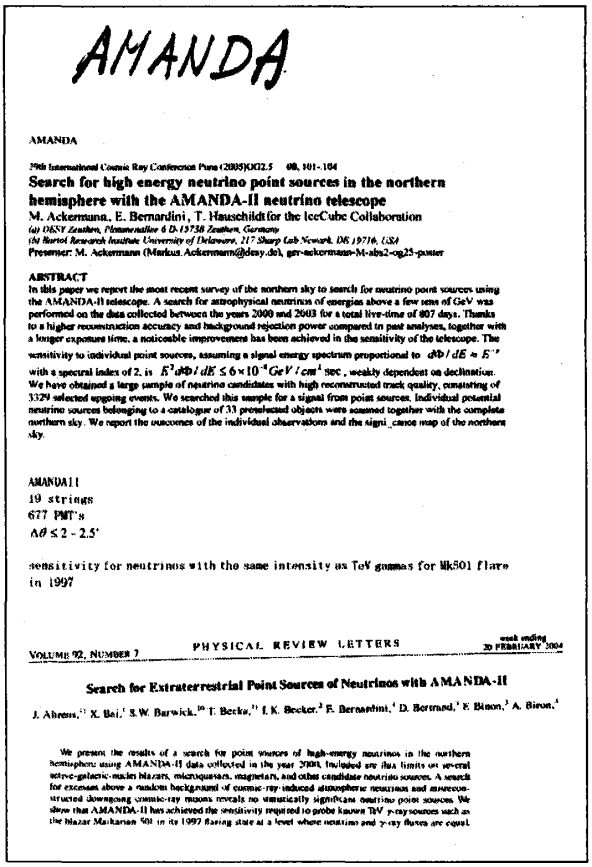
「宇宙線とニュートリノ」というタイトルなので、宇宙線と neutrino の、これから期待されることをご紹介します。

アメリカのクローニンが中心になって、Auger 実験というのがアルゼンチンでもうすぐ完成します。これは日本のアケノ実験の宇宙線の 10^{20}eV までのデータと、これが落ちずに伸びていったわけですが、それからアメリカのフライズアイがちょっと落ちている感じなのですけれども、HiRes 実験というのですが、これは矛盾しています。どちらが正しいのか、わからないのですけれども、理論的に普通の平凡な予想をすると、このへんから落ち始めます。というのは、宇宙線は宇宙の 3 度 K 輻射と相互作用をして、3-3 resonance をつくります。そのために pi-on にエネルギーを食われて、proton のエネルギーは小さくなります。だから 10^{20} eV よりもエネルギーの大きな宇宙線は、ほとんどないというのが Zatsepin・Greisen・Kuzmin : ZGK cutoff と呼ばれているものですが、アケノデータは、それを越えて出ているのでこれが本当ならたいへん面白いことだというのが、非常に大きなモチベーションですが、それが Auger 実験の大きな motivation でアケノ実験の 30 倍の面積を持った装置をいま建設中でもうじき出来上がります。

その装置では、neutrino は単なる副産物ですけれども、副産物としてもたいへん面白いです。例えば ν_τ が入ってきて、地面をかすって、横向きに空気シャワーをつくります。τ は岩石のなかをあまり energy loss しないで、ionization energy loss ぐらいで飛んでくるわけですが、τ は寿命がありますから崩壊します。エネルギーが非常に高い場合は、何キロか飛んでから崩壊します。そしてここで air shower をつくるのです。そういうことが起これば、非常に観測しやすいのです。

ν_e、ν_μ に比べて、ν_τ のほうが感度がいいということですが、そういう実験も計画されています。ここで TD と書いてあるのは、topological defect、もし宇宙にストリングとか何か、monopole は見つかりませんが、そういうものから普通の粒子に何か、例えばストリング同士がぶつかる地点で、そういう粒子を発生するんじゃないかとか、そういう夢のあるような実験ができるかもしれないということです。

[slide 45,46] 現在はすでに観測しているのは AMANDA という南極につくった装置で、これはハワイの DUMAND という海底に作ろうとしていたのが、メカニカルにうまくいかなくて、南極の氷のなかは安定がいいので作りやすくてうまくいったわけです。そこでは 3,000 例ぐらいの neutrino を捕まえています。彼らが 3,000 例ぐらい捕まえた detection efficiency というのは、もしもマルカニアン 501 という非常に活発な活動銀河の γ 線というのは、KeV γ 線というのですが、これまで日本でもアメリカでもヨーロッパでも観測されていますけれども、γ 線を出すのなら、electron がいるのだから、electron が加速されているのなら、proton も加速されているだろう。そうしたら proton は γ 線を出す代わりに、どこかとぶつかったら、pi オンをつくって neutrino を出すだろう。マルカニアン 501 の出した γ 線と同じ程度の neutrino が放出されていれば、この AMANDA2 で観測できる


AMANDA

AMANDA

29th International Cosmic Ray Conference Pune (2005)OG2.5 00, 101-104

Search for high energy neutrino point sources in the northern hemisphere with the AMANDA-II neutrino telescope

M. Ackermann, E. Bernardini, T. Hauschildt for the IceCube Collaboration

(a) DESY Zeuthen, Platanenallee 6 D-15738 Zeuthen, Germany
(b) Bartol Research Institute University of Delaware, 217 Sharp Lab Newark, DE 19716, USA
Presenter: M. Ackermann (Markus.Ackermann@desy.de), ger-ackermann-M-abs2-og25-poster

ABSTRACT
In this paper we report the most recent survey of the northern sky to search for neutrino point sources using the AMANDA-II telescope. A search for astrophysical neutrinos of energies above a few tens of GeV was performed on the data collected between the years 2000 and 2003 for a total live-time of 807 days. Thanks to a higher reconstruction accuracy and background rejection power compared to past analyses, together with a longer exposure time, a noticeable improvement has been achieved in the sensitivity of the telescope. The sensitivity to individual point sources, assuming a signal energy spectrum proportional to $d\Phi/dE \propto E^{-\gamma}$ with a spectral index of 2, is $E^2 d\Phi/dE \leq 6\times10^{-8}\,GeV/cm^2\,sec$, weakly dependent on declination. We have obtained a large sample of neutrino candidates with high reconstructed track quality, consisting of 3329 selected upgoing events. We searched this sample for a signal from point sources. Individual potential neutrino sources belonging to a catalogue of 33 preselected objects were scanned together with the complete northern sky. We report the outcomes of the individual observations and the signi_cance map of the northern sky.

AMANDA II
19 strings
677 PMT's
$\Delta\theta \leq 2 - 2.5°$

sensitivity for neutrinos with the same intensity as TeV gammas for Mk501 flare in 1997

VOLUME 92, NUMBER 7 PHYSICAL REVIEW LETTERS week ending 20 FEBRUARY 2004

Search for Extraterrestrial Point Sources of Neutrinos with AMANDA-II

J. Ahrens,[11] X. Bai,[1] S.W. Barwick,[10] T. Becka,[11] J.K. Becker,[2] E. Bernardini,[4] D. Bertrand,[3] E. Bisnon,[3] A. Biron,[4]

We present the results of a search for point sources of high-energy neutrinos in the northern hemisphere using AMANDA-II data collected in the year 2000. Included are flux limits on several active-galactic-nuclei blazars, microquasars, magnetars, and other candidate neutrino sources. A search for excesses above a random background of cosmic-ray-induced atmospheric neutrinos and misreconstructed downgoing cosmic-ray muons reveals no statistically significant neutrino point sources. We show that AMANDA-II has achieved the sensitivity required to probe known TeV γ-ray sources such as the blazar Markarian 501 in its 1997 flaring state at a level where neutrino and γ-ray fluxes are equal.

[Slide 45]

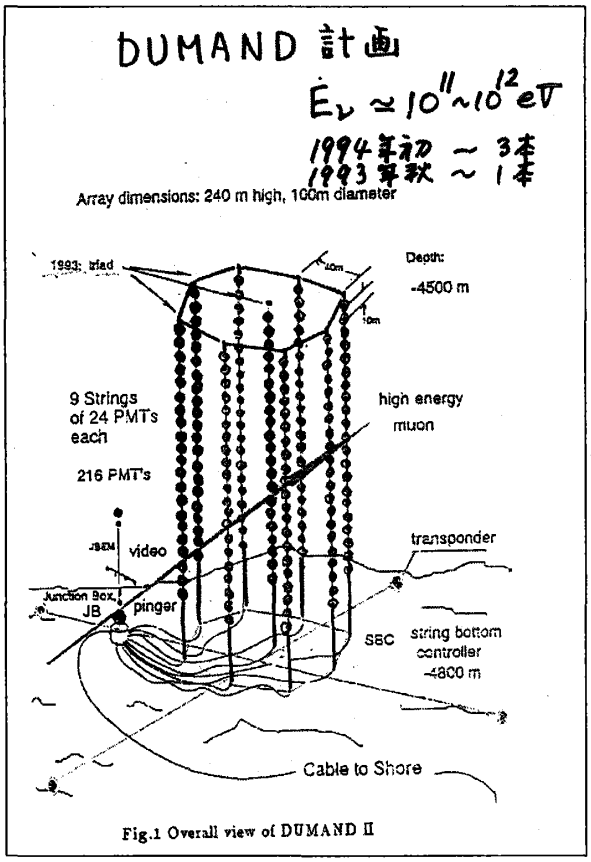


Fig.1 Overall view of DUMAND II

[Slide 46]

ディテクション、能力、sensitivity まで上がりましたということを報告しています。

TABLE 1. Comparison of neutrino event rates for three representative neutrino fluxes for OWL [6] and IceCube [13].

	Volume	Eff. Area	Threshold
OWL	10^{13} ton	10^6 km^2	3×10^{19} eV
IceCube	10^9 ton	1 km^2	10^{15} eV*

	Events per Year		
	TD	Z_{burst}	$p\gamma_{2.7}$
OWL ν_e	16	9	5
IceCube ν_μ	11	30	1.5

*actual threshold ~100 GeV; requiring >1 PeV eliminates atmospheric ν background.

[Slide 47]

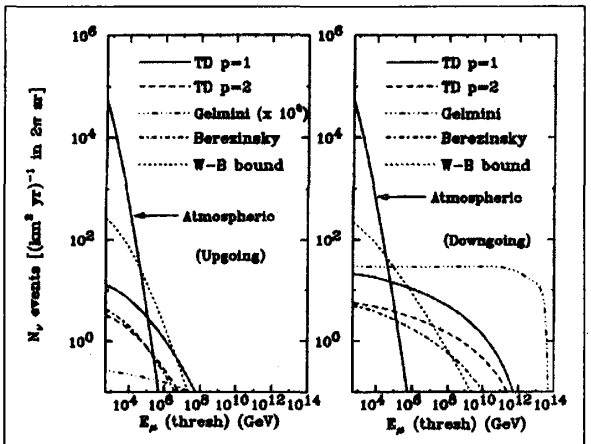


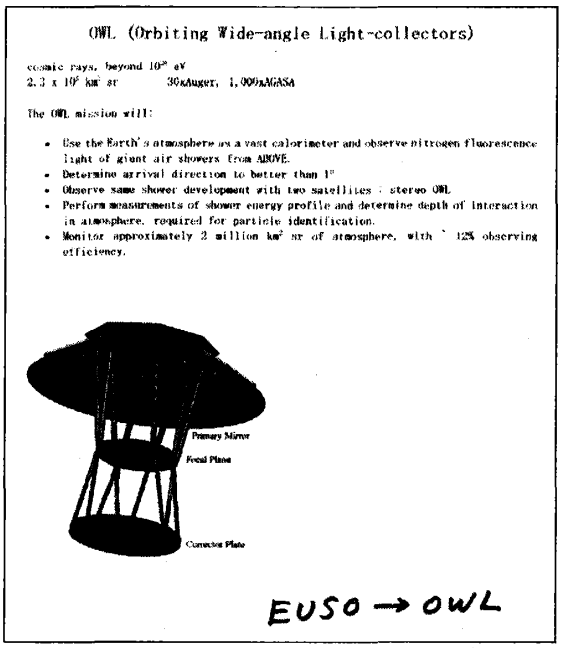
FIGURE 4. $\nu_\mu+\bar{\nu}_\mu$ event rates in IceCube from the fluxes in Fig.1. The plot shows the number of events in which the produced muon arrives at the detector with an energy above E_μ(thresh). Atmospheric neutrino events and the event rate expected from the Waxman and Bahcall upper bound (see text) are also plotted. The topological defect (TD) models shown (p=1 and p=2) correspond to $M_X = 10^{14}$ GeV. Upgoing and downgoing events are shown separately.

[Slide 48]

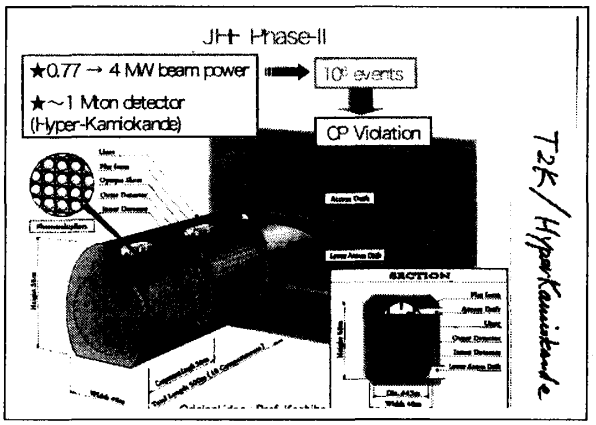
[slide 47] それが観測されれば、proton の、例えば初めて proton が星で加速されて、一定のことがわかるかもしれないのですが、将来的にはそれをさらに大きくして「IceCube」という名前の装置にしようと。そうすれば、neutrino の観測能力は、何桁も大きくなるわけです。そうすると、やはり topological defect とかそういうものも観測したいということです。

[slide 48] これが IceCube の測定能力です。大部分は大気 neutrino で、大気 neutrino に関しては、

ものすごい数のイベントが見つかるのですけれども、それを越すようなシグナルがあれば、観測できるだろうということです。



[Slide 49]



[Slide 50]

[slide 49] だからそこで比較している、OWL というのがありますが、OWL というのは人工衛星です。人工衛星から地球を見下ろすと、夜見ないといけないのでしょうけれども、見下ろすとここに宇宙線が入ってきて空気中でシャワーをつくります。シャワーがつくったシンチレーション光を上から眺めてやれば、しかも 400 キロとかという非常に高いところで飛ばせば、カバーできる領域はものすごく大きくて 100 万 km^2 もあるという実験が計画されていて、その前段階として EUSO というものがすでに準備されています。そういうものだと、neutrino も相当に観測できるかもしれません。

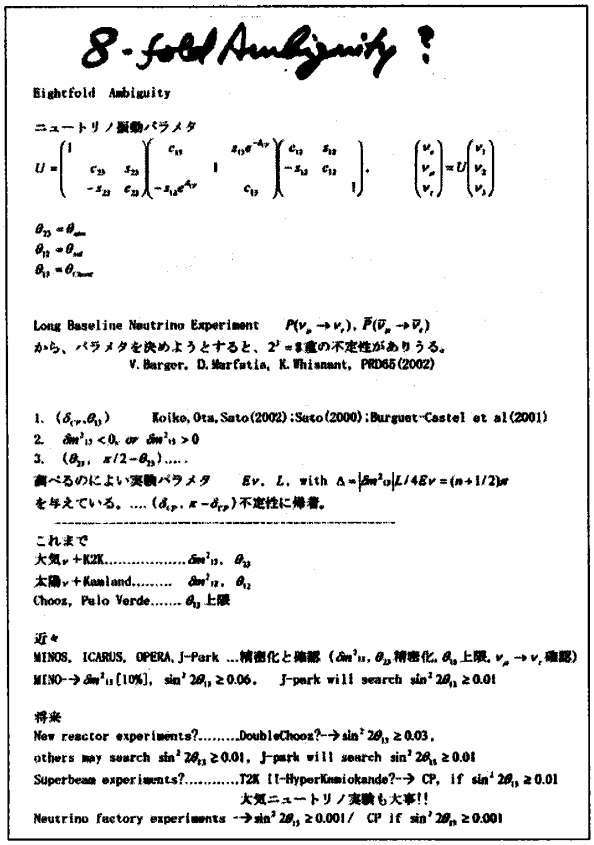
[slide 50,51,52] それから、加速器とそのカミオカンデで将来、これは相当野心的なのでしょうけれども、J パークの加速器をパワーアップして、かつ標的をハイパーカミオカンデで 1 メガトンという非常に大きな体積にした場合には、いままで見つけられなかったいろいろな、区別できなかったいろいろな ambiguity を越えて、副産物として neutrino のミキシングが決定できます。今まで、neutrino のパラメターを決めるには、いろいろな ambiguity があったのだそうで、Barger et al は、Eight-Fold Ambiguity と言っていますが、CP の破れのパラメターと、小さい角 θ_{13} という、同じ実験をしても 2 つチョイスがあるということです。あるいは mass 2 乗の 13 というのが、1 が軽いのか 3 が軽いのか、hierarchy が normal か inverted かという ambiguity、あるいは θ_{23} が maximum で $\pi/4$ に近いのだけれども、$\pi/4$ より大きいのか小さいのかというのは 2 乗をしたのではわからない、その ambiguity などは加速器実験をやっただけではなかなかほぐしにくいと言われていますが、ハイパーカミオカンデを大気 neutrino の実験と両方を兼ねてやれば、そういう ambiguity は解けるのです。この場合だと、ambiguity が 2 つあるのですけれども、大気 neutrino の実験と合わせれば一方に決まるかもしれません。

そういう図がたくさん書いてあったうちの 2 つだけ持ってきたのですけれども、これは縦軸は ΔCP ですが、大気 neutrino で測った確定領域が赤で、青が long baseline 方式実験の場合です。両方組み合わせると、ずっと精度がよくなるというわけで、将来、加速器で、long baseline の実験をどこかでやることになるでしょうけれども、その場合も、大気 neutrino の、宇宙線 neutrino 実験は、やはり欠かせないようです。以上、とりとめなかったかもしれませんが、終わらせていただきます。

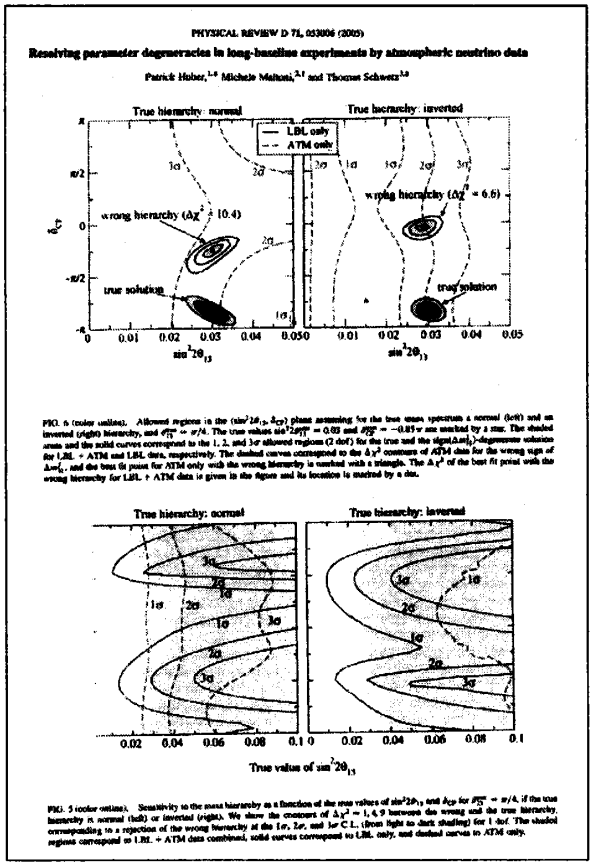
討論

菅本：ありがとうございました。ご質問等々をお願いいたします。坂東さん。

坂東：宇宙線実験はたぶん 1980 年代にはあまり信用されなかったと言ったら変ですけれども、uncontrollable で、1970 年代から 80 年代にかけては、むしろ私なんかチャーム発見のときの



[Slide 51]



[Slide 52]

を覚えているのですけれども、外国人はほとんどもちろん丹生さんの実験は引用しないし、したとしても Rosner なんかが “pre-history” として、uncontrollable な宇宙線の中でたまたま見つけたという評価が非常に強い時代があったのです。それが neutrino とかでは、いまや加速器実験というのはかなりの位置を占めてくるようになったのは、日本がかなり contribute したのではないかと思われるのです。そういうことは、日本の伝統のなかにあったのですか。

荒船：これは丹生先生に聞いていただいた方がいいですね。1953 年にコスモトロンができてからは、新粒子の発見というのは、おもに加速器のほうに移っていきました。宇宙物理も外国では人工衛星がけっこう発達したので、そっちのほうに移っていったのですが、人工衛星も、そう気ままにはつくれないし、加速器もなかなかつくりにくいというので日本の宇宙線グループというのは、かなり苦しかったと思うのです。非常に新しい現象を追い求めるということをやっていて、統計量も少ないから、ambiguity が多い結果が多かったのですけれども、宇宙線屋さんの内部でも、お互いに相手を信用しないとか、そういう人もいたりして、どこを信用していいのかというのは、なかなかわからないところもあったのです。統計量が少なくても、加速器だったら Ω^- などは、たしか一例で泡箱実験で決まっていますよね。だから、きちっとしたものなら統計量が少なくてもいいわけなのですけれども、丹生先生たちのは、emulsion を使っているので、そういう意味では、それが確率として、散乱の確率はないのかと言われると、やっぱり統計量を上げて、そういう少ない確率であっても別の可能性を減らさなければいけなかったでしょうけれども、先生たちはそのあと、加速器をやられたのですよね。この間、菅原さんが何かの会で宇宙線なんか信用していなかったんだけど、大気 neutrino の実験は正しかったと言っていました。カミオカンデの人たちは、加速器実験で統計処理とか信頼性とかということには非常に神経を使っています。だから、まだ確かに宇宙線実験で宇宙物理を例えばやった場合に、どこまで信用できるかというのは、私もまだわかりません。

坂東：ようするに、加速器屋さんが入っていて、測定精度を上げたということがあるのですか。よくわからないんですけれども。

荒船：simulation をものすごくきちっとやったということです。それから、detector の性能を、加速

器でチェックしながらやったということです。Monte Carlo simulation でこうだと言うだけじゃなくて、水タンクを高エネルギー研につくってそこでテスト実験をして、simulation どおりの結果が出ると、electron と μ の識別というのが、九十何パーセントぴったりできるというのも、実例で確かめてやっているという手法は、宇宙線屋さんだってやらなければいけないんだけれども、加速器の人は、そこは非常に神経質に、simulation だけじゃなく、実験と比べながらやったようです。

菅本：何か質問はございませんでしょうか。じゃあどうもありがとうございました。

ph03　　丹生, 菅本, 小沼, 大久保, 荒船, 坂東