

Intriguing Revelations from Lithium, Beryllium, and Boron

Ann Merchant Boesgaard

リチウム、ベリリウム、ホウ素からの興味深い啓示

Institute for Astronomy, University of Hawai'i at Manoa, 680 Woodlawn Drive, Honolulu, HI 96822, USA;

annmb@hawaii.edu

Received 2022 November 1; accepted 2022 November 7; published 2023 January 23

Abstract

This is a report on some highlights of research on the rare light elements, lithium (Li), beryllium (Be), and boron (B), that were presented at my Henry Norris Russell Lecture in 2020 January.

It is not a comprehensive review of work on these light elements, but contains sections on Big Bang nucleosynthesis of Li and the rarity of these light elements.

It includes information on how they are observed, both historically and currently, and the difficulties entailed in determining their abundances.

The production of Li, Be, and B is ongoing, so the youngest stars contain the most Li in their atmospheres and they have had less time to destroy it.

All three elements are readily destroyed in stellar interiors, but have differing degrees of susceptibility to the particular nuclear fusion reactions which deplete their surface content.

This feature makes them remarkably good probes into the otherwise unobservable interiors of stars and provides insights into internal-mixing processes.

It also enhances the use of two or more of the three in sorting out the various processes at work in the insides of stars.

Unified Astronomy Thesaurus concepts: Stellar atmospheres (1584); Stellar evolution (1599); Stellar abundances (1577)

これは、2020年1月のヘンリー・ノリス・ラッセル講演で発表された、希少軽元素であるリチウム（Li）、ベリリウム（Be）、ホウ素（B）に関する研究のハイライトのいくつかについてのレポートです。

これらの軽元素に関する研究の包括的なレビューではありませんが、Liのビッグバン元素合成とこれらの軽元素の希少性に関するセクションが含まれています。

これには、歴史的および現在の両方でそれらがどのように観察されているか、およびその存在量を決定する際に伴う困難に関する情報が含まれています。

Li、Be、Bの生成は進行中であるため、最も若い星ほど大気中に最も多くのLiが含まれており、それを破壊する時間は短い。

3つの元素はすべて恒星の内部で容易に破壊されるが、表面の内容物を枯渇させる特定の核融合反応に対する感受性の程度は異なります。

この特徴により、他の方法では観察できない星の内部を非常にうまく探査できるようになり、内部混合プロセスについての洞察が得られます。

また、星の内部で働いているさまざまなプロセスを分類する際に、3つのうち2つ以上を使用することも強化されます。

1. Introduction

Jesse Greenstein introduced me to the delights of stellar spectroscopy during a summer job at Caltech before

my graduate school days at the University of California at Berkeley.

We were studying the Ba II star, Zeta Capricorni (ζ Cap), which was rich in spectral lines of many rare earth elements.

This interest continued through a UCB graduate course taught by George Wallerstein, where I did a term paper on the rare light elements.

My first published research project was an attempt to determine the lithium (Li) isotope ratio in two Hyades F dwarfs; there was no clear evidence of ^6Li (Merchant et al. 1965).

George Herbig, my mentor and PhD thesis advisor, guided me through a research project on beryllium (Be) in F and G dwarfs (Merchant 1966).

He called my attention to the strong Li features in M giants and supergiants, which evolved into my thesis research.

Lithium was present in all the 58 stars we studied at high dispersion but showed a large range of 250 in Li abundance in those cool evolved stars (Merchant 1967).

This range could be attributed in part to the dilution of the surface Li as the outer convection zone deepened in evolved giant stars, as had just been proposed by Iben (1965).

1. はじめに

ジェシー・グリーンスタインは、カリフォルニア大学バークレー校の大学院時代の前にカリフォルニア工科大学で夏の仕事をしていたときに、私に恒星分光法の楽しさを教えてくれました。

私たちは、多くの希土類元素のスペクトル線が豊富な Ba II 星、やぎ座ゼータ (ζ Cap) を研究していました。

この関心は、ジョージ ウォーラー・スタインが教えた UCB 大学院コースを通じて継続し、そこで私は希少軽元素に関する学期末レポートを書きました。

私の最初に発表された研究プロジェクトは、2 つのヒアデス F 矮星のリチウム (Li) 同位体比を決定する試みでした。 ^6Li の明確な証拠はありませんでした (Merchant et al. 1965)。

私の指導者であり博士論文アドバイザーであるジョージ・ハービグ氏は、F および G 矮星のベリリウム (Be) に関する研究プロジェクトに私を導いてくれました (Merchant 1966)。

彼は、M 型巨星と超巨星の強い Li の特徴に注意を促し、それが私の卒業研究に発展しました。

リチウムは、私たちが研究した 58 個の星すべてに高分散で存在していましたが、それらの低温で進化した星では、リチウムの存在量が 250 という広い範囲で示されました (Merchant 1967)。

この範囲は、Iben (1965) によって提案されたばかりのとおり、進化した巨星で外側の対流帯が深くなるにつれて表面の Li が希釈されたことに一部、起因している可能性があります。

In the course of my post-doctoral fellowship at Caltech with Jesse Greenstein, I moved up the periodic table and studied the isotopes of magnesium (Mg) in 10 cool stars via the MgH features (Boesgaard 1968).

Work on the titanium-to-zirconium ratio (Ti/Zr), even further along on the periodic table, on cool stars was completed then (Boesgaard 1970a).

But Li was not forgotten in work on Li in heavy metal stars, and with it was the discovery of the super-Li-rich S star, T Sagittarii (T Sgr; Boesgaard 1970b).

In 1967 I accepted a position as an Assistant Professor at the University of Hawaii (UH).

Work on constructing the NASA funded 88 inch (2.2 m) telescope was underway at that time on Maunakea and it was ready for spectroscopic work in 1969.

The superior quality of Maunakea for astronomical observations became clearly apparent in site surveys before the site selection and in subsequent astronomical work.

The NASA Planetary Patrol photographs from the 24 inch telescope on Maunakea produced the finest images of

all the comparable telescopes placed at observing sites around the world.

By 1979 there were dedications of three more significant telescopes on Maunakea: the Canada–France–Hawaii Telescope (CFHT; 3.6 m), the NASA Infrared Telescope (3m), and the United Kingdom Telescope (3.8 m).

By the 1990s there were four still larger telescopes: the two 10 m Keck I and Keck II telescopes, the 8 m Subaru Japanese National telescope, and the AURA 8 m Gemini North telescope. No telescopes have been placed on the actual summit of Maunakea, the highest point in the Pacific Ocean.

カリフォルニア工科大学でのジェシー・グリーンスタインとの博士研究員の過程で、私は周期表を上へ移動し、MgHの特徴を介して 10 個の低温度星のマグネシウム (Mg)の同位体を研究した (Boesgaard 1968)。

周期表のさらに先の低温度星に関するチタンとジルコニウムの比 (Ti/Zr) に関する研究は、このとき行った (Boesgaard 1970a)。

しかし、重金属星における Li の研究において Li と、リチウムに富む S 型星射手座 T(T Sgr; Boesgaard 1970b) の発見もなされた。

1967 年に私はハワイ大学 (UH) の助教授としての職を受け入れました。

当時、マウナケア島では NASA が資金提供した 88 インチ (2.2 m) 望遠鏡の建設作業が進行中で、1969 年には分光観測の準備が整いました。

天体観測におけるマウナケアの優れた品質は、サイト選択前の現地調査とその後の天文研究で明らかに明らかになりました。

マウナケア島の 24 インチ望遠鏡から撮影された NASA 惑星パトロールの写真は、世界中の観測地に設置されている同等の望遠鏡の中で最も鮮明な画像を生成しました。

1979 年までに、マウナケアには 3 つのさらに重要な望遠鏡、カナダ・フランス・ハワイ望遠鏡 (CFHT; 3.6 m)、NASA 赤外線望遠鏡 (3 m)、および英国望遠鏡 (3.8 m) が寄贈されました。

1990 年代までに、さらに大きな望遠鏡が 4 つになりました。10 m のケック I およびケック II 望遠鏡 2 台、8 メートルのすばる日本国立望遠鏡、および AURA 8 メートルのジェミニ北望遠鏡です。望遠鏡は設置されていません太平洋の最高点であるマウナケアの実際の頂上にあります。

Figure 1 shows an aerial photograph of the top of Maunakea.

The four telescopes with which I took most of my spectra for work on the light elements are labeled.

Maunakea is a massive mountain extending 14,000 ft (4200 m) above sea level and 17,000 ft below the surface of the Pacific Ocean.

Maunakea is the best observing site on the planet for multiple reasons.

Many are due to its location far from any land mass in the middle of the ocean: dark skies, clean air, with almost no light pollution.

Honolulu is below the horizon.

Its high elevation puts it above the inversion layer, resulting in clear skies, low humidity, and low water vapor.

The weather is good year round and the nighttime hours are long year round.

The astronomical seeing is exceptional.

In addition, the low latitude of the site at +20 N means that nearly all of the sky can be observed from Hawaii.

The Maunakea Science Reserve is an area of 11,288 acres near the summit and the “astronomy precinct” is a small part of that at 525 acres.

図 1 は、マウナケア山頂の航空写真を示しています。

軽元素の研究のためにスペクトルのほとんどを撮影した 4 つの望遠鏡にラベルが付けられています。

マウナケアは、海拔 14,000 フィート (4,200 m)、太平洋の表面下 17,000 フィートに広がる巨大な山です。

マウナケアが地球上で最高の観測地であるのには、いくつかの理由があります。

その多くは、陸地から遠く離れた海の真ん中にあるため、暗い空、きれいな空気、光害がほとんどありません。

ホノルルは地平線の下にあります。

標高が高いため反転層の上であり、その結果、空は晴れ、湿度が低く、水蒸気も少なくなります。

一年中天候が良く、夜の時間が長いです。

天体観測は格別です。

さらに、この場所の緯度は北緯 20 度という低緯度であるため、ハワイからは空のほぼすべてが観察できます。

マウナケア科学保護区は山頂付近の 11,288 エーカーのエリアで、「天文地区」はその一部の 525 エーカーです。

2. Big Bang Nucleosynthesis Produces ${}^7\text{Li}$

In a hot Big Bang universe nucleons are a trace component among photons and neutrinos.

The epoch of nucleosynthesis begins with the formation of the hydrogen isotope, ${}^2\text{H}$, then ${}^4\text{He}$, followed by ${}^3\text{H}$ and ${}^3\text{He}$ at the expense of the neutrons.

The formation of these nuclei can be seen in Figure 2, starting with the protons and neutrons at the left.

In addition, some ${}^7\text{Li}$ is formed during this element synthesis.

The amount of ${}^7\text{Be}$ that does form decays into ${}^7\text{Li}$.

The reactions are shown pictorially in Figure 3.

So hydrogen (H), helium (He), and some Li is formed in the Big Bang, but nothing else.

It is important for the rest of the history of the universe—and for us—that there is no stable mass 5 and no stable mass 8.

Mass 5 would result from the fusion of a H nucleus with a He nucleus.

Mass 8 would occur from the fusion of two He nuclei, but ${}^8\text{He}$ decays back to 2 He nuclei.

(The exception is inside stars where the temperature is hot enough to fuse that ${}^8\text{He}$ immediately with ${}^4\text{He}$ to make an excited state of ${}^{12}\text{C}$ in the triple-alpha process.)

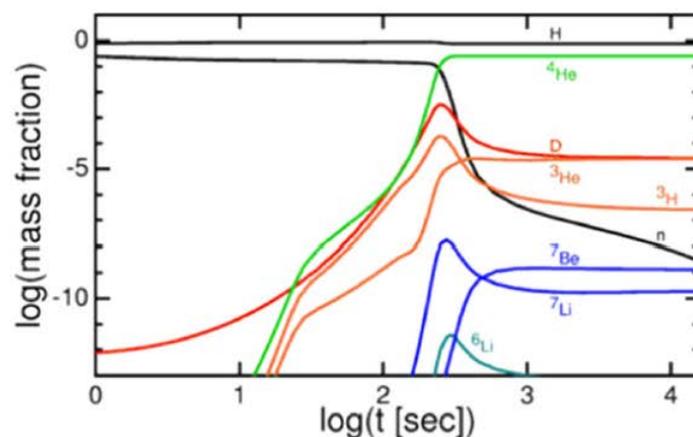


Figure 2. Element synthesis in the first 15 minutes after the Big Bang, showing the mass fraction of each component with time in seconds. This figure is based on data from Burles et al. (1999) and created by E. L. Wright at UCLA.

熱いビッグバン宇宙では、核子は光子とニュートリノの中の微量成分です。

元素合成の時代は、水素同位体 ${}^2\text{H}$ の形成から始まり、次に ${}^4\text{He}$ 、続いて中性子を犠牲にして ${}^3\text{H}$ と ${}^3\text{He}$ が生成されます。

これらの原子核の形成は図 2 で見ることができ、左側の陽子と中性子から始まります。

さらに、この元素合成中にいくらかの ${}^7\text{Li}$ が形成されます。

形成される ${}^7\text{Be}$ の量は ${}^7\text{Li}$ に崩壊します。

反応を図 3 に示します。

したがって、ビッグバンでは水素 (H)、ヘリウム (He)、および一部の Li が生成されますが、それ以外には何も生成されません。

残りの宇宙の歴史にとって、そして私たちにとって、安定した質量 5 も安定した質量 8 も存在しないことが重要です。

質量 5 は、H 原子核と He 原子核の融合によって生じます。

質量 8 は 2 つの He 原子核の融合によって発生しますが、 8He は崩壊して 2 つの He 原子核に戻ります。

(例外は、 8He が 4He と即座に融合して、トリプルアルファ過程で ^{12}C の励起状態を作るほど温度が高い恒星の内部です。)

The periodic table of the elements shows how very different the universe is today.

Once stars formed more elements were created.

It is the synthesis of the elements in stars that gets the universe from the Big Bang to today.

Hydrogen and helium still dominate by orders of magnitude.

They are followed by carbon (C), nitrogen (N), and oxygen (O), completely skipping over Li, Be, and B.

元素の周期表は、今日の宇宙がいかに大きく異なっているかを示しています。

星が形成されると、さらに多くの元素が作成されました。

ビッグバンから今日に至るまでの宇宙は、星の中の元素の合成によって形成されました。

水素とヘリウムは依然として桁違いに優勢です。

次いで Li、Be、B は完全に飛び越えて、炭素 (C)、窒素 (N)、酸素 (O) と続きます。

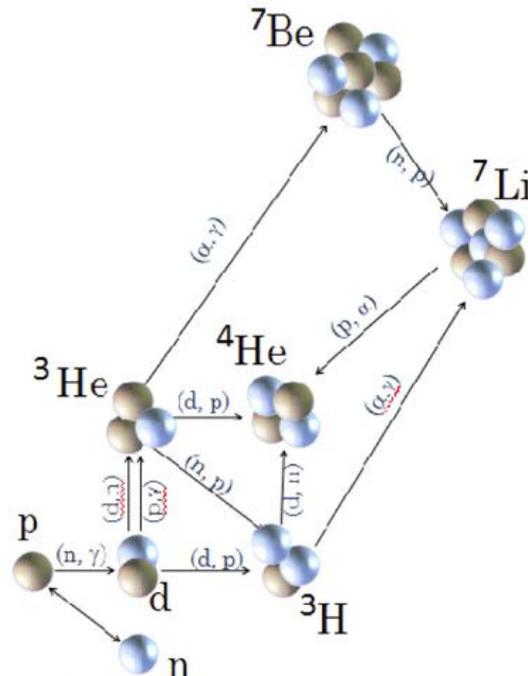


Figure 3. Nuclear reactions that occur with protons and neutrons in the first 15 minutes of the universe. It shows how ^7Li is formed as well as the decay of ^7Be to ^7Li .

3. Lithium, Beryllium, and Boron, and Their Rarity

A significant and far-ranging research paper was produced by Burbidge et al. (1967), commonly known as B2FH, on the "Synthesis of the Elements in Stars."

They characterized element formation by several processes: H-burning, He-burning, α -process, e-process, s-process, r-process, p-process, and the x-process.

There the x-process, where the x stands for "unknown," was for the light elements, Li, Be, and boron (B).

One example of the distribution of elements in the Sun/solar system by Anders & Grevesse (1989) is shown in Figure 4.

This demonstrates clearly how rare those three light elements are relative to their neighbors on the periodic table: H and He on the low side, and C, N, O all the way past iron (Fe) on the heavier side.

重要かつ広範囲にわたる研究論文がバービッジらによって作成されました。(1967)、一般に B2FH として知られる、「星の

元素の合成」に関する論文。

彼らは、H バーニング、He バーニング、 α プロセス、e プロセス、s プロセス、r プロセス、p プロセス、および x プロセスといったいくつかのプロセスによる要素形成を特徴付けました。

ここでは、x プロセス (x は「未知」を表します) が軽元素、Li、Be、ホウ素 (B) を表すものでした。

Anders & Grevesse (1989) による太陽/太陽系の元素の分布の一例を図 4 に示します。

これは、これら 3 つの軽い元素が、周期表上で隣り合う元素、つまり低位側の H と He、そして重い側の鉄 (Fe) をはるかに超えた C、N、O と比較して、いかに希少であるかを明確に示しています。

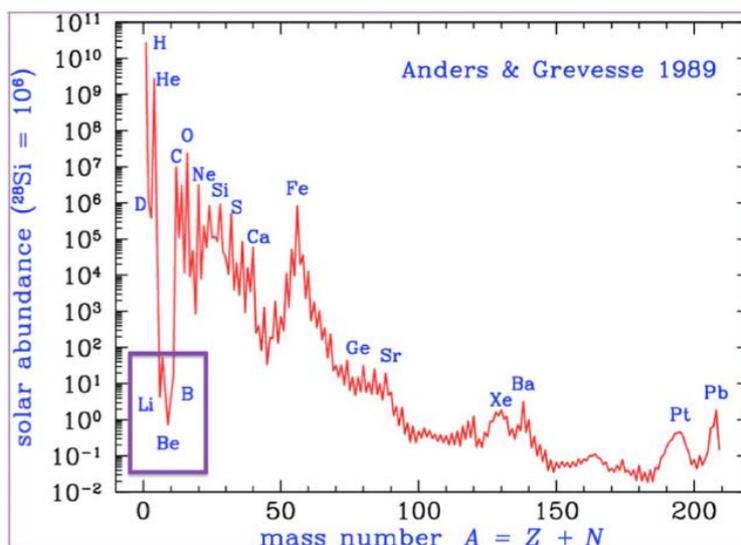


Figure 4. Solar/solar system abundance distribution by atomic mass from Anders & Grevesse (1989). The light elements Li, Be, and B, seen at the left, are very low in abundance compared to their neighbors. Data are from Anders & Grevesse (1989).

A process to create Li, Be, and B could not be sustained by nuclear fusion reactions inside stars.

The light elements could be formed there but would be destroyed there and in the cooler, upper layers of the star, $\sim 2.5 \times 10^6$ K for Li, $\sim 3.5 \times 10^6$ K for Be, and $\sim 5 \times 10^6$ K for B.

Another environment was required.

An early possibility was in the interstellar gas where energetic protons and neutrons bombard abundant atoms of C, N, and O, and break them into smaller pieces including Li, Be, and B.

This mechanism was first proposed by Reeves et al. (1970) and required energies of 150 MeV or more; it is referred to as galactic cosmic ray (GCR) spallation.

More specific details are found in Meneguzzi et al. (1971).

Li、Be、B を生成するプロセスは、星の内部の核融合反応では維持できません。

軽元素はそこで形成される可能性があります、そこで、そして星のより冷たい上層、Li の場合は $\sim 2.5 \times 10^6$ K、Be の場合は $\sim 3.5 \times 10^6$ K、B の場合は $\sim 5 \times 10^6$ K で破壊されます。

別の環境が必要でした。

初期の可能性は、高エネルギーの陽子と中性子が豊富な C、N、O 原子に衝突し、それらを Li、Be、B などの小さな破片に破壊する星間ガスにありました。

このメカニズムは、Reeves らによって最初に提案されました。(1970) 必要なエネルギーは 150 MeV 以上。これは銀河宇宙線 (GCR) 破砕と呼ばれます。

より具体的な詳細は、Meneguzzi et al. に記載されています。(1971 年)。

Inasmuch as these elements are so rare, they need to be observed in their resonance lines.

However, for Li this is the Li I doublet at 6707.7 and 6707.9 Å.

The ionization potential for Li I is 5.39 eV, which means that for almost all stars most Li is in the form of (unobservable) Li II with resonance lines in the extreme-UV.

It also means that even the 6707 Å resonance doublet of Li I can be weak in solar-type stars.

For Be I the resonance line is in the near-UV at 2349.6 Å so it is the Be II resonance doublet that we use at 3130.4 and 3131.1 Å.

The ionization potential of Be I is 9.32 so most of the Be is in the form of Be II in solar-like stars.

The strongest B lines are in the satellite UV, so the spectrograph needs to be above the Earth's atmosphere.

Although most of the B is in the form of **Be II** in stars like the Sun, we observe it primarily as B I at 2497.7 Å.

Observations have been made of the B II resonance at 1362.5 Å (e.g., Boesgaard & Praderie 1981) and some have been made of B III at 2066 Å (e.g., Mendel et al. 2066).

これらの元素は非常に希少であるため、その共鳴線を観察する必要があります。

ただし、Li の場合、これは 6707.7 および 6707.9 Å の Li I ダブルレットです。

Li I のイオン化ポテンシャルは 5.39 eV であり、これは、ほとんどすべての星において、ほとんどの Li が極紫外線に共鳴線を持つ (観測不可能な) Li II の形であることを意味します。

また、これは、Li I の 6707 Å 共鳴ダブルレットでさえ、太陽型星では弱い可能性があることを意味します。

Be I の場合、共鳴線は 2349.6 Å の近紫外にあるため、我々が使用する 3130.4 および 3131.1 Å は Be II 共鳴ダブルレットです。

Be I のイオン化ポテンシャルは 9.32 であるため、太陽に似た恒星では Be の大部分が Be II の形になっています。

最も強い B ラインは衛星の UV にあるため、分光器は地球の大気の上にある必要があります。

太陽のような星では、**B** の大部分は **B II** の形で存在しますが、私たちは主に **2497.7 Å** で **B I** として観測します。

1362.5 Å の B II 共鳴線の観察が行われ (例: Boesgaard & Praderie 1981)、**2066 Å** での **B III** の観察も行われています (例: Mendel et al. 2066)。

4. Observing the Light Elements

4.1. Lithium

The easiest of the three light elements to observe is Li.

The Li I resonance doublet is in the red region of the spectrum at 6707.76 and 6707.91 Å and relatively free of other spectral features.

Only the coolest stars have blending lines of molecules such as TiO and CN.

A labeled example of the Li spectral region in an F9 star in NGC 752 is shown in Figure 5 from Boesgaard et al. (2022).

The strong neighboring lines are due to Fe I.

The Fe I feature that is just shortward of the Li I doublet must be taken into account in determining the Li abundance, especially in cooler stars where it grows stronger.

The line list used for the Li I doublet should include hyperfine structure and possibly the presence of the isotopic lines of ⁶Li and the Fe I line at 6707.4 Å.

Stellar rotation can cause broadening of the line profile and needs to be taken into account, especially in rapid rotators.

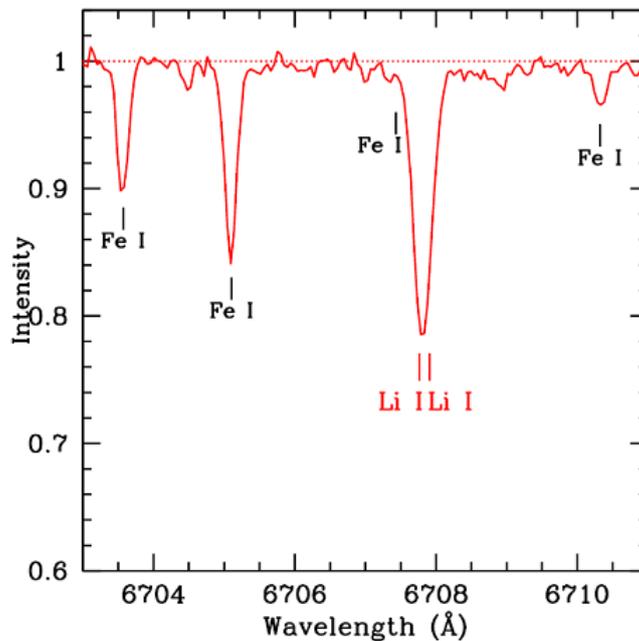


Figure 5. 8 Å in the Li I spectral region showing the Li I doublet and neighboring Fe I lines. This is an F8 dwarf star, $T = 6280$ K, in NGC 752. Similar to Figure 3 from Boesgaard et al. (2022).

3つの軽元素の中で最も観察しやすいのは Li です。

Li I 共鳴ダブレットは 6707.76 および 6707.91 Å のスペクトルの赤色領域にあり、他のスペクトル特徴は比較的ありません。

最も冷たい星だけが、TiO や CN などの分子の混合線を持っています。

NGC 752 の F9 星の Li スペクトル領域のラベル付けされた例が、Boesgaard et al. の図 5 に示されています。(2022 年)。

隣接する強い線は Fe I によるものです。

Li I ダブレットのすぐ近くにある Fe I の特徴は、Li の存在量を決定する際に考慮する必要があります。特に、Li が強くなる低温の星ではそう言えます。

Li I ダブレットに使用される線リストには、超微細構造と、おそらく ${}^6\text{Li}$ の同位体線と 6707.4 Å の Fe I 線の存在が含まれるはずですが。

恒星の回転は線の輪郭の広がりを引き起こす可能性があるため、特に高速回転子の場合には考慮する必要があります。

Examples of spectrum-synthesis fits covering the same 8 Å segment of Li is shown in Figure 6 for two Hyades stars.

The synthesis fit includes the three prominent lines of Fe I; the weak blending Fe I line can be discerned in the fit at 6707.4 Å.

(This figure is from Boesgaard et al. 2016.)

2つのヒアデス星について、Li の同じ 8 Å セグメントをカバーするスペクトル合成の例を図 6 に示します。

合成フィットには、Fe I の 3 つの顕著な系統が含まれています。弱い混合 Fe I ラインが 6707.4 Å のフィットで識別できます。

(この図は Boesgaard et al. 2016 からのものです。)

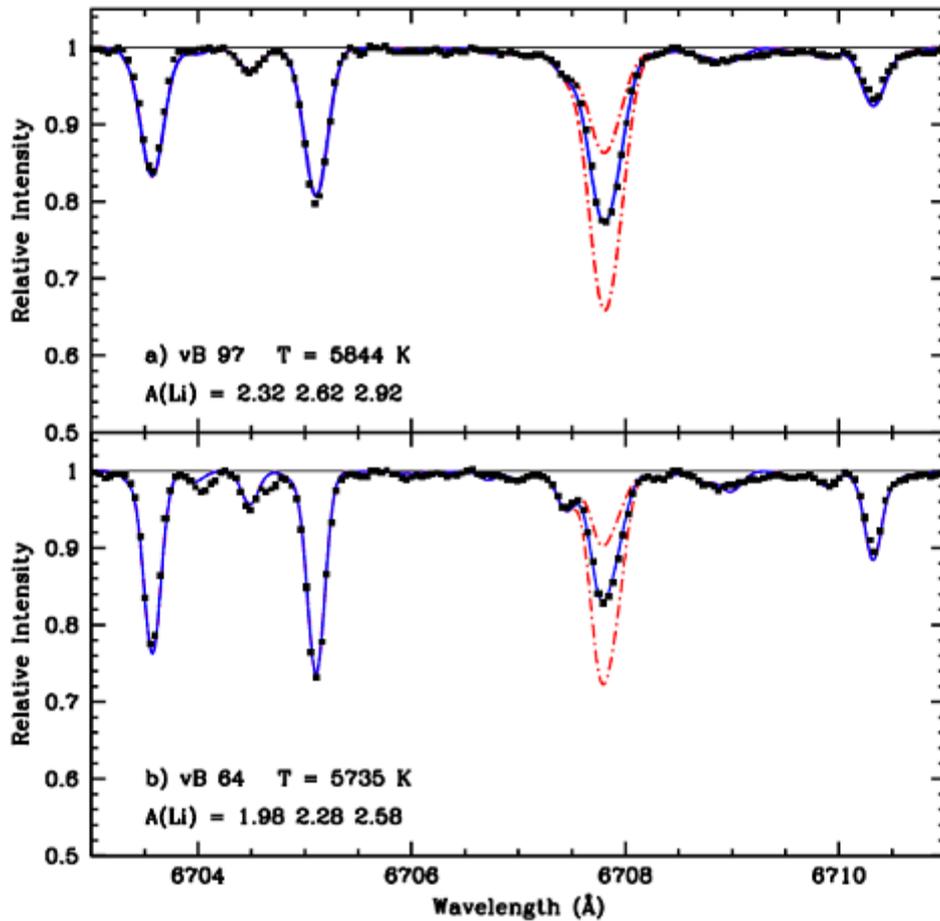


Figure 6. Examples of a spectrum-synthesis fit in the Li region for two Hyades stars. The black dots are the observations and the solid blue line shows the best-fit Li abundance. The red dashed-dotted lines show a factor of 2 more and a factor of 2 less Li. Similar to Figure 9 from Boesgaard et al. (2016).

4.2. Beryllium

Although Be II can be observed in stars from ground-based observatories, the resonance doublet lines at 3130.422 and 3131.067 Å are near the atmospheric cutoff (~ 3000 Å).

The atmospheric transmission at those wavelengths is poor and atmospheric refraction effects must be taken into account during the observations.

In addition, this is a very crowded region in the spectra of F-type and cooler stars.

Figure 7 shows an 8 Å region of spectra in the vicinity of the Be II lines; a few of the blending lines are identified.

The line crowding is evident in this section of the spectrum, especially in comparison to Figure 5 of Li I.

Both the Li figure and the Be figure show a segment of 8 Å.

Be II は地上の天文台から星の中で観察できますが、3130.422 Å と 3131.067 Å の共鳴二重線は大気のカットオフ (約 3000 Å) に近いです。

これらの波長では大気の透過率が低いため、観測時には大気の屈折効果を考慮する必要があります。

さらに、これは F 型およびより低温の星のスペクトルが非常に密集した領域です。

図 7 は、Be II 線付近の 8 Å 領域のスペクトルを示しています。ブレンドラインのいくつかが特定されています。

スペクトルのこのセクションでは、特に Li I の図 5 と比較すると、線の混雑が明らかです。

Li の図と Be の図は両方とも 8 Å のセグメントを示しています。

Examples of the synthesis of 2 Å in the Be II region for two field stars with similar temperatures are shown in Figure 8.

There are over 300 atomic and molecular lines used in the spectrum synthesis spanning the 3 Å region.

同様の温度の 2 つのフィールドスターの Be II 領域での 2 Å の合成の例を図 8 に示します。
 3 Å 領域にわたるスペクトル合成では 300 を超える原子および分子ラインが使用されます。

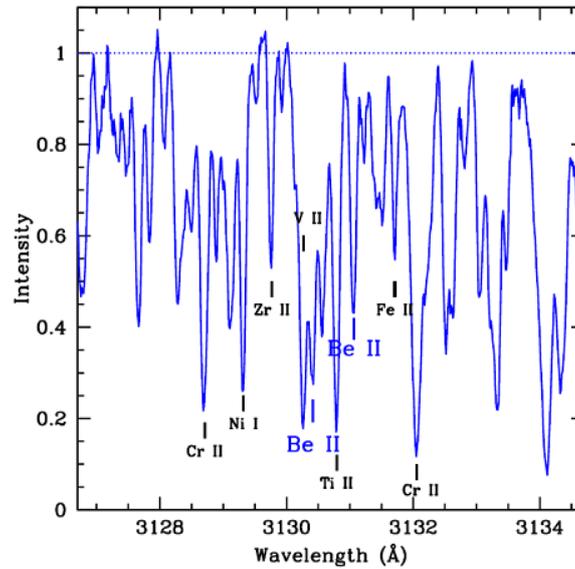


Figure 7. 8 Å in the Be II spectral region showing the Be II doublet and identifying some of the neighboring lines. This is the same star as shown for the Li I region in Figure 5. Unlike the Li I region, this spectral region is very crowded with lines of atoms and molecules; only 8 Å is shown. Similar to Figure 2 from Boesgaard et al. (2022).

Although for metal-poor stars most of the blending lines in the Be II region are weaker, the lines due to the electronic transition lines of the OH molecule are stronger and [O/Fe] is larger.

Those OH features must be taken into account and the abundance of O needs to be determined through spectrum synthesis.

Examples of this process and results are shown in Figure 9 for a star with [Fe/H] = -1.0 and one with [Fe/H] = -2.8.

The abundances of both Be and O can be determined for these metal-poor stars.

Three of the OH lines are shown in that region of the syntheses as labeled in the figure caption.

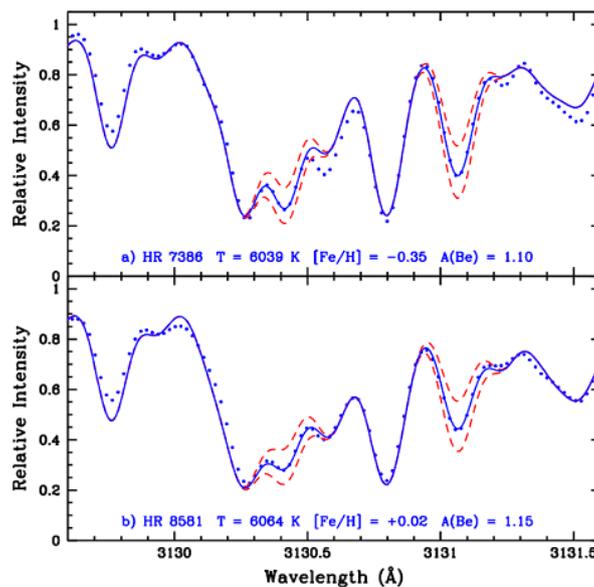


Figure 8. Synthesis of 2 Å in the Be II spectral region of two field stars. The black dots are the observations and the blue line is the best synthetic fit. The dashed red lines are a factor of 2 more and a factor of 2 less Be. From Figure 2 in Boesgaard et al. (2004b).

金属の少ない星の場合、Be II 領域のほとんどの混合線は弱いですが、OH 分子の電子遷移線による線はより強く、[O/Fe] は大きくなります。

これらの OH の特徴を考慮する必要があり、スペクトル合成を通じて O の存在量を決定する必要があります。

このプロセスと結果の例を、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.0$ の星と $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.8$ の星について図 9 に示します。これらの金属の少ない星については、Be と O の両方の存在量を決定できます。図のキャプションにラベルが付けられているように、OH ラインのうち 3 つが合成のその領域に示されています。

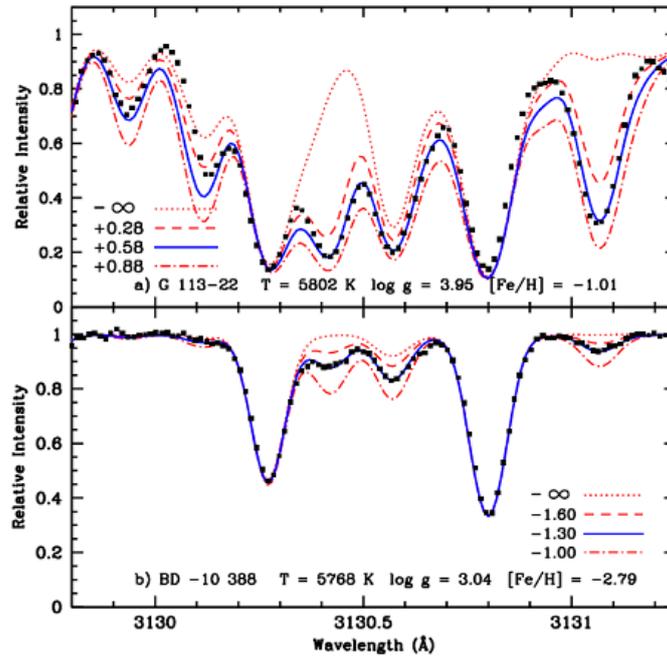


Figure 9. Synthesis of 1.45 Å in the Be II region of two metal-poor stars with similar temperatures but very different metallicities. The black squares are the observations and the solid blue lines are the best fits for Be and O. Abundances of Be are shown as a factor of 2 greater (dotted-dashed line) and a factor of 2 lower (long-dashed line) and also a version with no Be at all (red dotted line). Four values for the O abundance are shown differing by 0.2 for the OH features at 3129.94, 3130.13, and 3130.57 Å. From Figure 2 from Boesgaard et al. (2011).

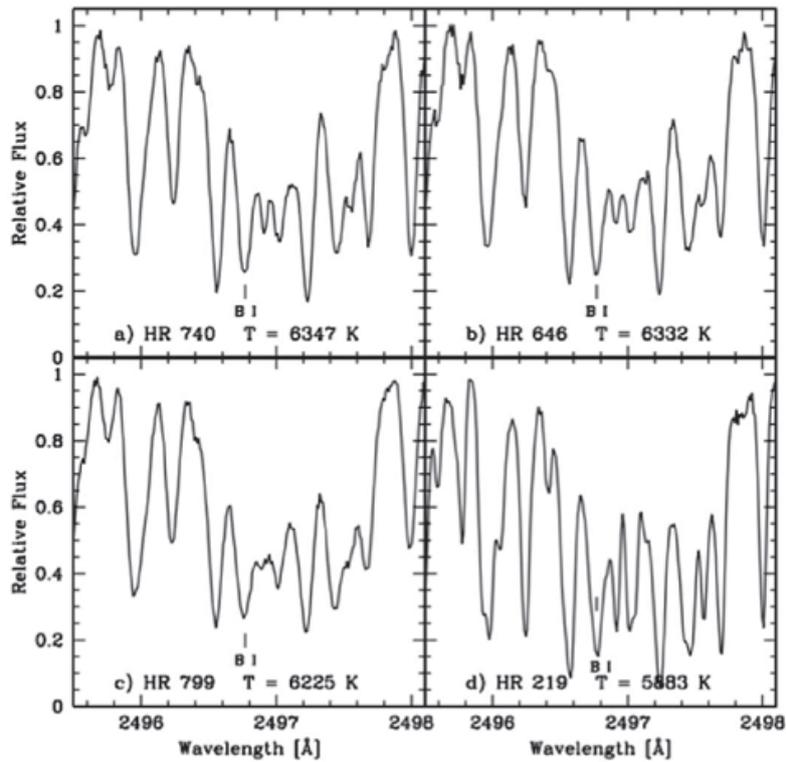


Figure 10. Examples of B spectra for four field stars at the specified temperatures observed with STIS/HST at a spectral resolution of 114,000. The B I line is indicated for each star. Figure from Boesgaard et al. (2004c).

4.3. Boron

Of these three light elements B is most difficult to observe because the resonance lines of the three common ions occur in spectral domains visible only above Earth's atmosphere.

Most recent observations have been made with spectrometers aboard the Hubble Space Telescope (HST).

The feature in the spectrum of B that is usually observed is the resonance line of B I at $\lambda 2496$.

Figure 10 shows a 2.6 Å section of four field stars showing the position of the B I line.

The stars have a range in temperature of almost 500 K.

これら 3 つの軽元素のうち、B は観測が最も困難です。これは、3 つの一般的なイオンの共鳴線が地球の大気の上でのみ見えるスペクトル領域で発生するためです。

最近の観測は、ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) に搭載された分光計を使用して行われました。

通常観察される B のスペクトルの特徴は、λ2496 での B I の共鳴線です。

図 10 は、B I 線の位置を示す 4 つのフィールドスターの 2.6 Å 断面を示しています。

恒星の温度範囲は約 500 K です。

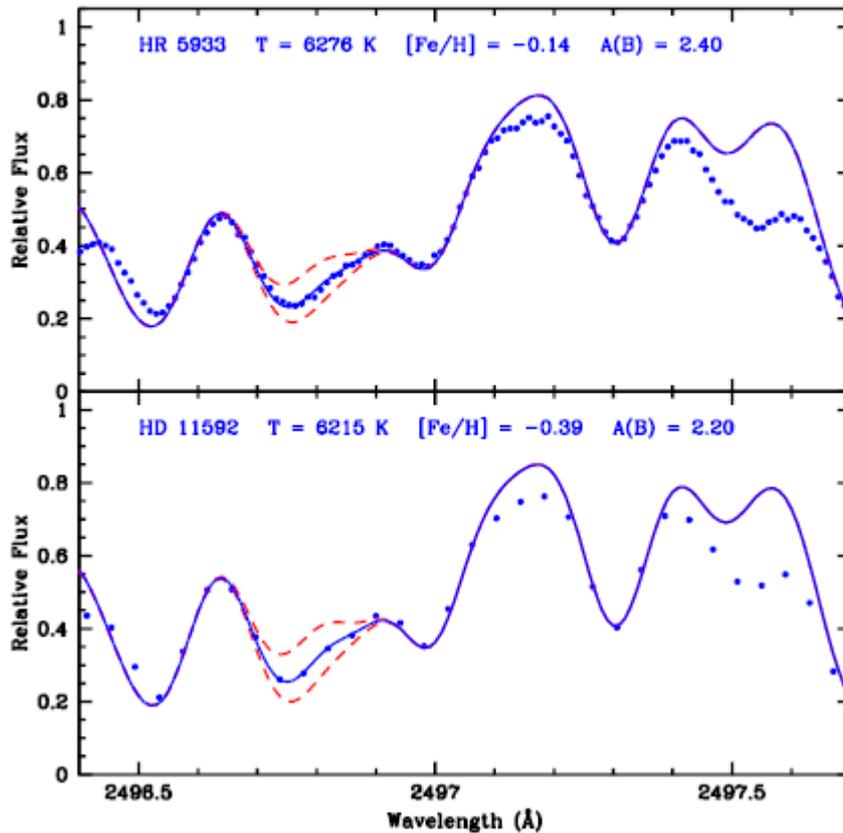


Figure 11. Spectrum synthesis of B I of HR 5933 and HD 11592. The spectrum of HR 5933 has a resolution of 114,000, while that of HD 11592 has a resolution of 30,000. The dots are the observed points and the solid line shows the best fit. The dashed lines show B abundances a factor of 2 higher and 2 lower. The two stars have similar temperatures, but HD 11592 has a lower metallicity and a lower abundance of B. Figure from Boesgaard et al. (2004c).

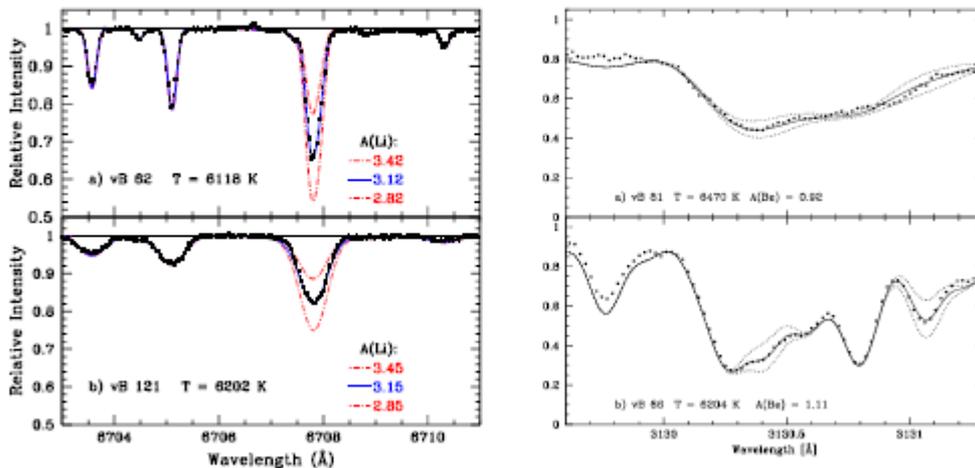


Figure 12. Left: spectrum syntheses for Li in two Hyades dwarf stars. The upper one, vB 62, has $v \sin i = 4.8 \text{ km s}^{-1}$, while the lower one, vB 121, has $v \sin i = 15.9 \text{ km s}^{-1}$ (Merrilliod et al. 2009). The best fit to the observed (black) points is the solid blue line. The red dashed-dotted lines are a factor of 2 higher and 2 lower in Li. Right: spectrum synthesis for Be in two other Hyades dwarf stars. The points are the observed spectra. The syntheses show a best fit (solid line) and a factor of 2 higher and 2 lower than that fit (dotted lines). For vB 81, shown in the upper panel, the value of $v \sin i$ is 24.5 km s^{-1} and for vB 66, in the lower panel, $v \sin i$ is 10.2 km s^{-1} (Merrilliod et al. 2009).

The spectrum is very crowded, which presents a challenge to extract a B abundance even with sophisticated spectrum synthesis techniques and line lists.

Examples of the synthesis fits are shown for two stars in Figure 11.

スペクトルは非常に混雑しているため、高度なスペクトル合成技術とライン リストを使用しても、豊富な B を抽出するのは困難です。

2 つの星についての合成フィッティングの例を図 11 に示します。

4.4. Effects of Stellar Rotation

Any amount of spectral line broadening increases the difficulty of determining accurate abundances.

The largest amount is due to stellar rotation, which is measured as $v \sin i$.

This issue is illustrated in Figure 12, left, with the synthesis fits for two Hyades stars.

The observed spectra have high spectral resolution and high signal-to-noise ratios, so the Li abundance determinations are very good for both stars.

The difference in the line broadening is obvious with the sharp-lined star, vB 62, with $v \sin i = 4.8 \text{ km s}^{-1}$, and the star with broader lines, vB 121, at $v \sin i = 15.9 \text{ km s}^{-1}$; the $v \sin i$ values are from Mermilliod et al. (2009).

スペクトル線の広がりがいくらでもあっても、正確な存在量を決定することが難しくなります。

最大の量は星の回転によるもので、 $v \sin i$ として測定されます。

この問題は、2 つのヒアデス星の合成適合を示す図 12 左に示されています。

観測されたスペクトルは高いスペクトル分解能と高い信号対雑音比を備えているため、Li 存在量の決定は両方の星にとって非常に良好です。

線の広がりへの違いは、 $v \sin i = 4.8 \text{ km s}^{-1}$ の鋭い線の星 vB 62 と、 $v \sin i = 15.9 \text{ km s}^{-1}$ のより広い線を持つ星 vB 121 では明らかです。 $v \sin i$ 値は Mermilliod らからのものです。(2009 年)。

The determination of reliable results for both Be and B is dramatically impacted by the effects of stellar rotation.

The resonance lines of Be II and B I occur in regions of the spectrum with many, many blending lines.

Those lines all become blurred and the Be and B lines are less distinct.

This can be seen in the 8 \AA region of Be II in Figure 7 and the 6 \AA region of B I in Figure 10.

So it is crucial to know the atomic properties of those blending lines with precision.

Even so, extracting accurate values in rotating stars is extremely challenging.

Figure 12, right, shows the difficulty for Be with two Hyades stars.

For vB 81, with $v \sin i = 24.5 \text{ km s}^{-1}$, the lines are very blended by rotation.

Even in vB 66, with $v \sin i = 10.2 \text{ km s}^{-1}$, the line broadening is troublesome.

(The Be synthesis fits in Figure 8 are for stars with $v \sin i$ values of $\leq 6 \text{ km s}^{-1}$.)

Be と B の両方の信頼できる結果の決定は、星の回転の影響によって大きく影響されます。

Be II と B I の共鳴線は、非常に多くの混合線があるスペクトルの領域で発生します。

これらの線はすべてぼやけ、Be 線と B 線があまり明確になりません。

これは、図 7 の Be II の 8 \AA 領域と図 10 の B I の 6 \AA 領域で見ることができます。

したがって、これらの混合ラインの原子特性を正確に知ることが重要です。

それでも、回転する星の正確な値を抽出することは非常に困難です。

図 12 (右) は、ヒアデス星が 2 つある場合の Be の難易度を示しています。

vB 81 では、 $v \sin i = 24.5 \text{ km s}^{-1}$ で、線は回転によって非常にブレンドされます。

vB 66 でも、 $v \sin i = 10.2 \text{ km s}^{-1}$ なので、ラインの広がりも厄介です。

(図 8 の Be 合成フィッティングは、 $v \sin i$ 値が 6 km s^{-1} 以下の星に対するものです。)

5. Galactic Production and Evolution of the Light Elements

5.1. Lithium

The present-day evidence of the Big Bang's Li production was discovered in 1982 by Spite & Spite (1982), who found nearly constant Li abundances in the metal-poor stars they were studying and plotted them against temperature.

Rebolo et al. (1988) displayed the Li abundances with $[\text{Fe}/\text{H}]$ in many stars.

This showed not only the constancy of Li at $A(\text{Li}) \sim 2.2$ below $[\text{Fe}/\text{H}]$ of -1.0 as the result of that primordial Li production, but also, at higher metallicities, both the galactic production of more Li and its destruction in individual stars, $A(\text{Li}) = \log N(\text{Li})/N(\text{H}) + 12.00$.

ビッグバンの Li 生成の現在の証拠は Spite & Spite (1982) によって 1982 年に発見されました。彼は研究していた金属の乏しい星でほぼ一定の Li 存在量を発見し、それを温度に対してプロットしました。

レボロら。(1988) は、多くの星における $[\text{Fe}/\text{H}]$ を含む Li の存在量を示しました。

これは、原初の Li 生成の結果として、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ -1.0 以下の $A(\text{Li}) \sim 2.2$ での Li の恒常性だけでなく、より高い金属濃度では、銀河でのより多くの Li の生成とその破壊の両方も示しました。個々の星では、 $A(\text{Li}) = \log N(\text{Li})/N(\text{H}) + 12.00$ 。

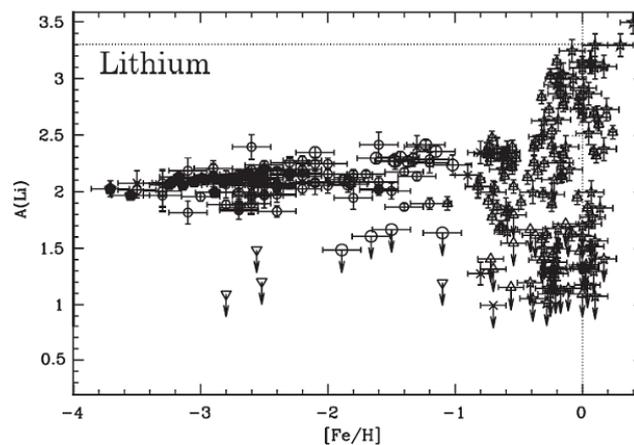


Figure 13. The relationship between the abundances of Li and Fe, similar to Figure 6 from Ryan et al. (2001). The "Li plateau" from Big Bang Li production in the metal-poor dwarf stars extends from $[\text{Fe}/\text{H}]$ near -4 to ~ -1.0 . Some stars in the plateau region are clearly severely Li depleted. There is a strong rise in Li abundances seen at higher metallicities due to overall galactic production of the light elements. There is also severe Li depletion in many of the more metal-rich stars resulting from internal-mixing processes and subsequent Li depletion.

Figure 13 is similar to Figure 6 in Ryan et al. (2001) and shows Li abundances with $[\text{Fe}/\text{H}]$ from ~ -4.0 to ~ 0.0 .

Almost all of the stars with $[\text{Fe}/\text{H}]$ below about -1.0 have the Li that was produced during the Big Bang.

A few of the metal poor stars show Li depletions with only upper limits on the Li abundances.

In this figure the metal-richer stars, ($[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.4$), show both galactic enhancements from light-element production (e.g., GCR spallation) and stellar depletions of Li from internal mixing.

Additional Li results at even lower values of $[\text{Fe}/\text{H}]$, down to -6 , can be found in Bonifacio et al. (2018) and Aguado et al. (2019).

図 13 は、Ryan et al.の図 6 に似ています。(2001) は、Li 存在量を $[\text{Fe}/\text{H}]$ で約 -4.0 から約 0.0 まで示しています。

$[\text{Fe}/\text{H}]$ が約 -1.0 未満のほとんどすべての星は、ビッグバン中に生成された Li を持っています。

金属の乏しい星のいくつかは、Li の存在量が上限のみで Li の枯渇を示しています。

この図では、金属の豊富な星 ($[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.4$) は、軽元素の生成 (GCR 破碎など) による銀河の増強と、内部混合による星の Li の減少の両方を示しています。

[Fe/H] のさらに低い値 (-6 まで) での追加の Li の結果は、Bonifacio et al. (2018) および Aguado et al. (2019 年)。

5.2. Beryllium and Boron

There is no expectation of primordial production of Be or B so no such plateaus with [Fe/H] were expected or found.

Both elements show a smooth enhancement with increasing Fe.

This can be seen for Be in Figure 14 based on work from Boesgaard et al. (2011), supplemented by abundances from Boesgaard & Novicki (2005, 2006) and Boesgaard & Hollek (2009), primarily from Be data obtained with the Keck I highresolution spectrograph.

This covers a range in [Fe/H] of 4 orders of magnitude from -4.0 to 0.0 and shows a steady increase in A(Be) from -2.0 to +1.4 with a slope of 0.86 ± 0.02 .

Be または B の原始的な生成は期待できないため、[Fe/H] のようなプラトーは期待されず、発見されませんでした。

どちらの元素も、Fe の増加に伴って滑らかな増強を示します。

これは、Boesgaard らの研究に基づく図 14 の Be で見ることができます。Boesgaard & Novicki (2005、2006) および Boesgaard & Hollek (2009) からの豊富な情報、主に Keck I 高解像度分光器で得られた Be データからのデータが補足されています。

これは、-4.0 から 0.0 までの 4 桁の [Fe/H] の範囲をカバーしており、A(Be) が 0.86 ± 0.02 の傾きで -2.0 から +1.4 まで着実に増加していることを示しています。

It can be seen in Figure 13 that there are some old, metal poor star with large Li deficiencies, i.e., stars well below the Li-plateau level for stars with Big Bang Li.

Boesgaard (2007) studied Be in seven of the nine very-Li-deficient stars and found large Be deficiencies, as well. Predictions from models with rotationally induced mixing of Pinsonneault et al. (1992) do not deplete enough Be to account for the low levels of observed Be.

The lack of both Li and Be could be attributed to mass transfer events or stellar mergers in binary stars, which would cause mixing of material to deeper layers in the star.

Such deep mixing would result in destruction of more Li and Be.

図 13 では、大きな Li 欠損を持つ古くて金属の乏しい星、つまり、ビッグバン リーを持つ星の Li プラトー レベルよりもはるかに低い星がいくつかあることがわかります。

Boesgaard (2007) は、Li が非常に欠乏している 9 つの星のうち 7 つで Be を研究し、同様に大きな Be 欠乏も発見しました。

Pinsonneault らの回転誘起混合を使用したモデルからの予測。(1992) は、観測された Be レベルの低さを説明できるほど Be を枯渇させていない。

Li と Be の両方の欠如は、連星における物質移動イベントまたは恒星合体に起因する可能性があります。

星の中のより深い層まで物質が混合する原因となるでしょう。

このような深い混合により、より多くの Li と Be が破壊されることとなります。

The counterpart to Figure 13 for Li is shown for Be in Figure 14.

There is a steady increase in both Fe and Be up to solar metallicity stars.

While [Fe/H] increases over 4 orders of magnitude, A(Be) increases by more than 3 orders of magnitude.

The few metal-poor stars below that trend that appear to be Be deficient for their [Fe/H] values are also Li

deficient.

図 13 の Li に対応するものを、Be について図 14 に示します。
太陽金属星に至るまで、Fe と Be の両方が着実に増加しています。
[Fe/H] は 4 桁以上増加しますが、A(Be) は 3 桁以上増加します。
その傾向の下にある、[Fe/H] 値が Be 欠乏しているように見える、金属に乏しい少数の星も Li 欠乏です。

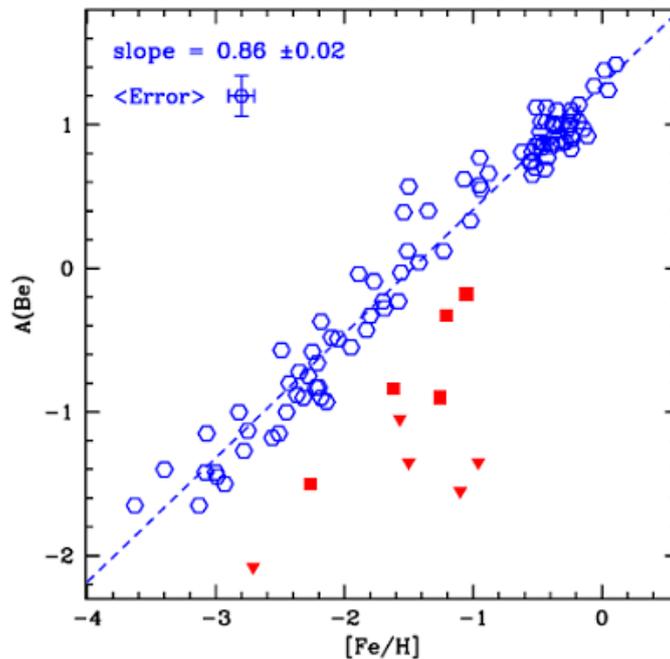


Figure 14. The counterpart diagram to Figure 13 for Be. There is no evidence for early production of Be in the Big Bang (the ${}^7\text{Be}$ decays to ${}^7\text{Li}$), but the uniform galactic production of Be with metallicity/age can be seen all the way to solar-metallicity stars. The Be-deficient stars—red squares and triangles (upper limits)—are all ultra Li deficient.

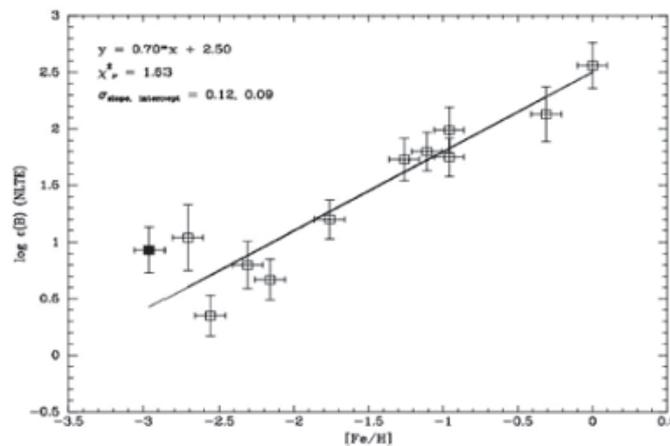


Figure 15. The relationship between the nlTE B abundance and metal content from Duncan et al. (1997) and Duncan et al. (1998). The slope is 0.71.

Figure 15 shows the B abundances with [Fe/H] in Duncan et al. (1997, 1998) in metal-poor stars. These observations came from the Goddard High-Resolution Spectrograph on the HST. Their sample of 12 stars covers a range of 3 orders of magnitude in [Fe/H]. The B abundance, as corrected for nonlocal thermodynamic equilibrium effects (nLTE), also increases over 3 orders of magnitude. The slope of the relation is 0.96 ± 0.07 .

図 15 は、Duncan et al. の [Fe/H] による B の存在量を示しています。(1997、1998) 金属の少ない星で。これらの観測は、HST のゴダード高解像度分光器から得られました。彼らの 12 個の星のサンプルは、[Fe/H] で 3 桁の範囲をカバーしています。非局所熱力学的平衡効果 (nLTE) を補正した B の存在量も 3 桁以上増加します。

関係の傾きは 0.96 ± 0.07 です。

For both Be and B the abundances are done with spectrum synthesis fits. For both elements this is easier in metal-poor stars because the blending lines are all much weaker than in solar-metallicity stars.

As mentioned above for Be, it is necessary to evaluate the O abundance also due to the larger ratio [O/Fe] (see Figure 9).

Be と B の両方について、存在量はスペクトル合成フィットで行われます。どちらの元素についても、太陽金属量の多い星よりも混合線がすべてはるかに弱いので、金属量の少ない星ではこれが容易です。

Be について前述したように、比 [O/Fe] が大きいため、O 存在量も評価する必要があります (図 9 を参照)。

5.3. Abundance Evolution with Time

Boesgaard et al. (2011) determined Be abundances along with O, Ti, Mg, and Fe in a sample of 117 metal-poor stars covering more than 3 orders of magnitude in [Fe/H].

They found a steady increase in A(Be) with [O/H], as shown in their Figures 11 and 12.

Inasmuch as Li, Be, and B can be produced by energetic cosmic-ray spallation on elements like O in the interstellar medium, this connection was to be expected.

Their Figure 13 also showed a rather monotonic increase in [O/H] with [Fe/H] with a slope of 0.75 ± 0.03 over more than 2.5 orders of magnitude in [O/H].

The increases in all of those abundances is attributable to the various processes of galactic chemical evolution.

Boesgaard et al. (2011) [Fe/H] の 3 桁以上をカバーする 117 個の金属の乏しい星のサンプル中の Be の存在量と、O、Ti、Mg、Fe の存在量を決定しました。

彼らは、図 11 および 12 に示すように、[O/H] を使用すると A(Be) が着実に増加することを発見しました。

Li、Be、B は星間物質中の O などの元素に対する高エネルギーの宇宙線破砕によって生成されるため、この関連性は予期されていました。

彼らの図 13 では、[O/H] が 2.5 桁以上にわたって 0.75 ± 0.03 の傾きで、[Fe/H] とともに [O/H] がかなり単調に増加することも示されています。

これらすべての存在量の増加は、銀河の化学進化のさまざまなプロセスに起因します。

In addition, their stars could be classified by their kinematics — galactic rotation velocity and apogalactic distance — into components of the galaxy.

There were equal numbers from the dissipative collapse population and from an accretion-process population.

But the relationships between A(Be) and [Fe/H] and between A(Be) and [O/H] were different for those two populations.

For the dissipative group the slopes were near 1: 0.94 ± 0.04 for Be with Fe and 1.13 ± 0.08 for Be with O.

For the accretive population the slope between A(Be) and [Fe/H] was 0.68 ± 0.04 .

For A(Be) and [O/H] it was 0.76 ± 0.06 .

The accretive stars demonstrated a slower increase in Be relative to both Fe and O than the classical disk and halo stars.

さらに、それらの星は、その運動学（銀河の回転速度と遠銀河の距離）によって銀河の構成要素に分類される可能性があります。

散逸崩壊集団と降着過程集団からの数は同じでした。

しかし、A(Be) と [Fe/H] の関係、および A(Be) と [O/H] の関係は、これら 2 つの集団では異なりました。

散逸グループの傾きは 1 に近く、Fe を含む Be では 0.94 ± 0.04 、O を含む Be では 1.13 ± 0.08 でした。増加集団の場合、 $A(\text{Be})$ と $[\text{Fe}/\text{H}]$ の間の傾きは 0.68 ± 0.04 でした。 $A(\text{Be})$ および $[\text{O}/\text{H}]$ については、 0.76 ± 0.06 でした。増加星は、古典的な円盤星やハロー星よりも、Fe と O の両方に対して Be の増加が遅いことが示されました。

6. Stellar Interiors and Light-element Destruction

6.1. Open Clusters

Wallerstein et al. (1965) studied Li in the Hyades with spectra from photographic plates. They measured the line strength of Li I at 6707 Å and 7–12 lines of Ca I, and determined the ratio of $[\text{Li}/\text{Ca}]$ for 23 main-sequence stars. They found a decline with increasing $B - V$, i.e., decreasing temperature. For most of the hotter stars they could find only upper limits on the Li abundances because the stars were rotating rapidly and the lines were too broad for reliable line measurements. The decline in Li was further defined by Zappala (1972) with Li determinations in 41 Hyades FGK stars. With high-quality reticon spectra from the CFHT Coudé spectrograph of 12 Hyades stars cooler than 6000 K, Cayrel et al. (1984) determined that the decline with temperature was even steeper than found in those prior studies.

ウォーラースタインら(1965) は写真乾板からのスペクトルを使用してヒアデス諸島の Li を研究しました。彼らは、6707Å の Li I の線の強度と 7~12 本の Ca I の線の強度を測定し、23 個の主系列星について $[\text{Li}/\text{Ca}]$ の比を決定した。彼らは、 $B - V$ の増加、つまり温度の低下に伴って減少することを発見しました。より高温の星のほとんどについては、星が急速に回転しており、線が広すぎて信頼性の高い線測定ができないため、Li 存在量の上限しか見つけることができませんでした。Li の減少は、Zappala (1972) によって、41 個のヒアデス FGK 星における Li の測定によりさらに定義されました。Cayrel らは、6000K より低温の 12 個のヒアデス星の CFHT クーデ分光器からの高品質レティコンスペクトルを利用して、(1984) は、温度による低下がそれらの先行研究で見出されたよりもさらに急であると判断しました。

Then Boesgaard & Tripicco (1986) obtained high signal-to noise spectra with a reticon detector at the CFHT Coudé spectrograph and with a CCD detector at the UH 2.24 m telescope Coudé spectrograph of Hyades stars in the temperature range 6000–7100 K. They found a dramatic drop in Li abundances in stars near 6500 K with $A(\text{Li})$ more than 2 orders of magnitude lower than in stars 300 K hotter or cooler. Figure 16, left, shows the modern version of Li in the Hyades with the F dwarf Li dip and the G dwarf Li falloff (data from Boesgaard et al. 2016).

その後、Boesgaard & Tripicco (1986) は、CFHT クーデ分光器のレティコン検出器と、UH 2.24 m 望遠鏡クーデ分光器の CCD 検出器を使用して、温度範囲 6000 ~ 7100 K のヒアデス星の高い信号対雑音スペクトルを取得しました。彼らは、6500 K 付近の星では、300 K より高温または低温の星よりも $A(\text{Li})$ が 2 桁以上低く、Li 存在量が劇的に低下していることを発見しました。図 16 の左は、F 矮星の Li のディップと G 矮星の Li のフォールオフを伴うヒアデス諸島の現代版の Li を示しています (Boesgaard et al. 2016 のデータ)。

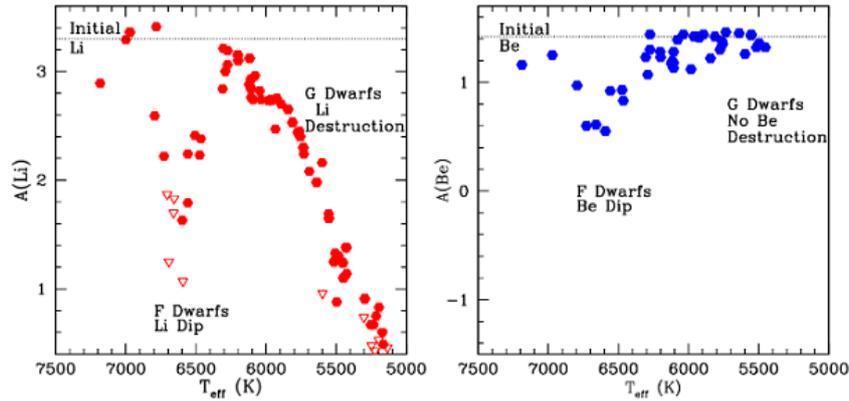


Figure 16. Left: the distribution of Li abundance with temperature in the Hyades showing the deep Li depletions in the narrow temperature range centered near 6600 K and the dramatic decline in Li with decreasing temperature for stars cooler than ~ 6100 K. Right: the distribution of Be abundance in the Hyades revealing a much shallower Be depletion in the mid-F dwarf stars and no change in the Be abundance for the cooler stars. Data are from Boesgaard et al. (2016).

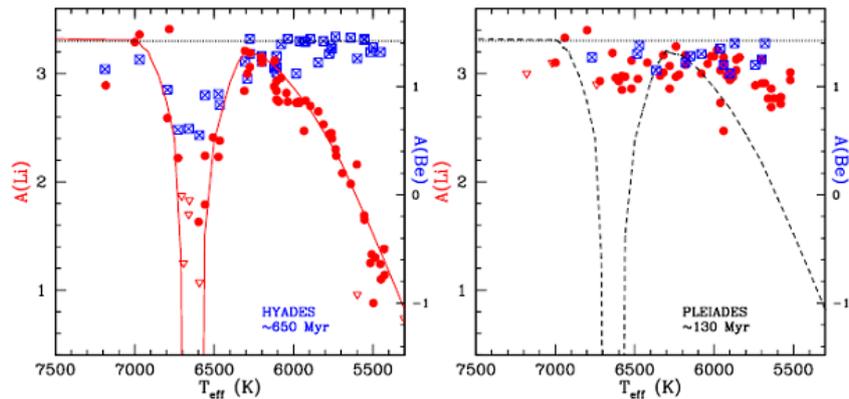


Figure 17. Left: abundances of Li and Be on the same scale as a function of stellar temperature for the Hyades, age ~ 650 Myr. There is some Be depletion in the 6600 K region, but not nearly as much as found for Li. There are no upper limits in the Be abundances. The steep decline in Li from $T \sim 6200$ to 5300 K is not seen for Be. Right: abundances of Li and Be on the same scale as a function of stellar temperature for the younger Pleiades cluster at age ~ 130 Myr. There is little, if any, depletion of Li or Be in the younger Pleiades.

This result prompted both theoretical explanations of the Li dip and more observations of Li in this temperature regime in other open clusters.

The most interesting additional cluster to be observed was the (younger) Pleiades, which had little or no Li dip (see below).

この結果は、Li ディップの理論的説明と、他の散開星団におけるこの温度領域での Li のさらなる観察の両方を促しました。

観察された最も興味深い追加の星団は、Li ディップがほとんどまたはまったくなかった (若い) プレアデス星団でした (以下を参照)。

A first attempt to determine Be in the Hyades stars was done by Boesgaard & Budge (1989) for eight stars. Later observations were made of Be in 34 Hyades stars with HIRES on Keck I by Boesgaard & King (2002). They discovered evidence for a Be dip that was similar but not as deep as the Li dip. They also found that there was no decline in Be in the cooler stars as was found for Li in the Hyades. The modern version of this result is shown in Figure 16, right.

The Be observations were well matched by models with rotationally induced mixing below the convection zone by Deliyannis & Pinsonneault (1997).

Figure 10 in Boesgaard & King (2002) shows the Hyades Be results with effective temperature and those model fits with initial rotation values of 10 and 30 km s⁻¹.

Their Figure 11 shows the same results for Li.

ヒアデス星団の星を決定する最初の試みは、Boesgaard & Budge (1989) によって 8 つの星に対して行われました。

その後、Boesgaard & King (2002) によって Keck I の HIRES を使用して 34 のヒアデス星の Be が観察されました。

彼らは、Li の落ち込みほどではないものの、類似した Be の落ち込みの証拠を発見しました。

彼らはまた、ヒアデス星団の Li で見られたような、低温の星では Be の減少がないことも発見した。

この結果の最新版を図 16 の右に示します。

Be の観測値は、Deliyannis & Pinsonneault (1997) による対流ゾーン以下の回転誘起混合を伴うモデルとよく一致しました。

Boesgaard & King (2002) の図 10 は、有効温度での Hyades Be の結果を示しており、これらのモデルは 10 および 30 km s⁻¹ の初期回転値に適合します。

彼らの図 11 は、Li についての同じ結果を示しています。

The observational results for the Hyades with both Li and Be together as a function of stellar surface temperature are shown here in Figure 17, left, on the same scale and normalized to their respective solar system abundances.

Observations of both Li and Be in 24 field stars with temperatures between 5700 and 6700 K, led Deliyannis et al. (1998), to the finding that Li and Be were rather tightly correlated with a slope of about 0.4.

This enabled them to exclude some of the explanations that had been proposed for the Li (only) depletions.

For example, with mass loss accounting for the Li depletion, all the Li would be lost before any effect would be seen on Be.

With microscopic diffusion, which would affect the two elements similarly, the slope would be close to 1.

The models of Deliyannis & Pinsonneault (1993, 1997) and Charbonnel et al. (1994) involved slow mixing caused by the effects of stellar rotation and provided an excellent fit to the data.

This showed the importance of having abundances of two (or more) of the light elements for the interpretation of the depletions of the light elements.

It demonstrated that the depletions were occurring simultaneously.

Li と Be の両方を含むヒアデス星団の恒星表面温度の関数としての観測結果を、同じスケールでそれぞれの太陽系存在量に正規化して図 17 左に示します。

Deliyannis らは、温度 5700~6700K の 24 のフィールドスターで Li と Be の両方を観測した。(1998) によると、Li と Be は約 0.4 の傾きでかなり緊密に相関していることがわかりました。

これにより、Li (のみ) の枯渇について提案されていた説明の一部を除外することができました。

たとえば、質量損失が Li の枯渇を説明すると、Be に何らかの影響が現れる前にすべての Li が失われることとなります。

2 つの要素に同様に影響を与える微視的拡散の場合、傾きは 1 に近くなります。

Deliyannis & Pinsonneault (1993, 1997) および Charbonnel らのモデル。(1994) は、星の回転の影響によって引き起こされる遅い混合を含み、データへの優れた適合を提供しました。

これは、軽元素の枯渇を解釈するには、2 つ (またはそれ以上) の軽元素が豊富に存在することが重要であることを示しました。

これは、枯渇が同時に起こっていることを示しました。

An important insight about this Li dip came from the study of Li in the young Pleiades by Pilachowski et al. (1987) and Boesgaard et al. (1988), who also included stars in the young Alpha Persei (α Per) group.

There was no Li dip as found in the mid-F dwarfs in the Hyades.

This showed that the mechanism which caused the large depletion seen in the Hyades was a main-sequence

phenomenon and not a pre-main-sequence occurrence.

この Li の低下に関する重要な洞察は、Pilachowski らによる若いプレアデス星団における Li の研究から得られました。(1987) および Boesgaard et al. (1988) には、若いアルファ ペルセイ (α ペル) グループのスターも含まれていました。

ヒアデス星団の中度 F 矮星で見られるような Li ディップは存在しなかった。

これは、ヒアデス星団で見られる大規模な減少を引き起こすメカニズムが主系列現象であり、主系列以前の出来事ではないことを示した。

If there were no Li depletion in the Pleiades, no Be depletion was to be expected. Boesgaard et al. (2003a) studied Be in the young clusters Pleiades and α Per.

Figure 17, right, reveals the combined Li and Be results for the young Pleiades, again scaled and normalized as Figure 17, left, along with the fit through the Hyades Li data.

At the age of ~ 650 Myr of the Hyades a pronounced dip in Li and a well-defined dip in Be can be seen.

But there is no well-defined dip in either element in the stars of the younger Pleiades at ~ 130 Myr, a cluster one-fifth the age of the Hyades.

プレアデス星団で Li の枯渇がなければ、Be の枯渇も予想されません。Boesgaard et al. (2003a) 若い星団プレアデス星団と α Per の Be を研究しました。

図 17 (右) は、若いプレアデス星団の Li と Be の結果を組み合わせた結果を示しており、図 17 (左) のように再びスケールリングおよび正規化されており、ヒアデスの Li データによる当てはめも行われています。

ヒアデス星団の年齢が約 6 億 5,000 万ミールになると、Li の顕著な低下と Be の明確な低下が見られます。

しかし、ヒアデス星団の年齢の 5 分の 1 である、約 1 億 3,000 万メートルの若いプレアデス星団の星には、どちらの元素にも明確な落ち込みはありません。

This extra internal-mixing effect—caused by rotation and spin down—showed that it was very important in depleting surface Li, but less effective for Be in the mid-F dwarf stars.

An important next step was to determine the effect of this internal mixing on B. As mentioned above, B requires an even higher temperature, $\sim 5 \times 10^6$ K, for thermonuclear reactions to destroy it.

It is also more difficult to observe, but ultimately we were able to use the HST with its high-resolution spectrograph to observe B in a few Hyades stars.

The results for the Hyades can be seen in Figure 18, left, for B and Li and Figure 18, right, for B and Be.

The two stars that are in the Li-Be dip in the Hyades are depleted relative to the three on either side of the dip.

The dotted lines connect those B points to their respective Li and Be points.

They indicate that there is a measurable depletion on B also.

回転とスピンドウンによって引き起こされるこの追加の内部混合効果は、表面の Li を枯渇させるのに非常に重要であるが、中度 F 矮星の Be にはそれほど効果的ではないことを示しました。

次の重要なステップは、この内部混合が B に及ぼす影響を測定することでした。前述したように、B が破壊するには、熱核反応によりさらに高い温度、約 5×10^6 K が必要です。

また、観察するのはより困難ですが、最終的には、HST とその高解像度分光器を使用して、いくつかのヒアデス星の B を観察することができました。

ヒアデス星団の結果は、図 18 の左に B と Li の結果が、図 18 の右に B と Be の結果が示されています。

ヒアデス星団のリチウムへのくぼみにある 2 つの星は、くぼみの両側にある 3 つと比べて減少しています。

点線は、これらの B 点をそれぞれの Li 点および Be 点に接続します。

これらは、B にも測定可能な減少があることを示しています。

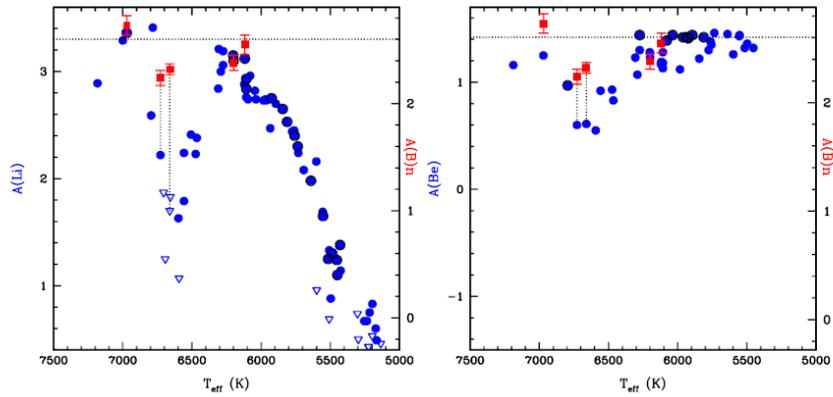


Figure 18. Abundances of Li and B on the same scale as a function of stellar temperature for the Hyades. The two Li-dip stars observed for B are depleted while the three stars outside the Li dip are not. The dotted lines connect the Li and B results for those two stars. Right: the same figure with Be and B results on the same scale. Again, the two Li-Be dip stars are seen to be B depleted; the results for those stars are connected by dotted lines.

A graphical depiction of a standard solar model is shown in Figure 19.

There is an outer convection zone which is rather shallow in the Sun.

The nuclei of atoms of Li have all been destroyed inside the red ring, which encloses temperatures higher than $\sim 2.5 \times 10^6$ K.

Atoms of Be are destroyed inside the blue ring at $\sim 3.5 \times 10^6$ K and those of B inside the purple ring at $\sim 5 \times 10^6$ K.

The surface shell that contains Li is very small while the shell with Be extends deeper in the star to higher temperatures and the shell with B is considerably larger.

That is, the reservoir with Li is smaller than that of Be and B and that of Be, while larger than the reservoir for Li, is smaller than that for B.

This diagram illustrates two of the basic issues.

(1) With the deepening of the surface convection zone in main-sequence stars with decreasing surface temperatures, the amount of Li on the surface will decrease as Li atoms are mixed to deeper layers by convection. However, convection alone is not sufficient to deplete Li in the Sun.

Additional mixing mechanisms must be included in the standard models.

(2) The dip in the abundances of Li, Be, and B near 6600 K can not be understood by standard models, either, but the relative size of the depletions there are determined by the susceptibility to thermonuclear destructive reactions of each of the three elements.

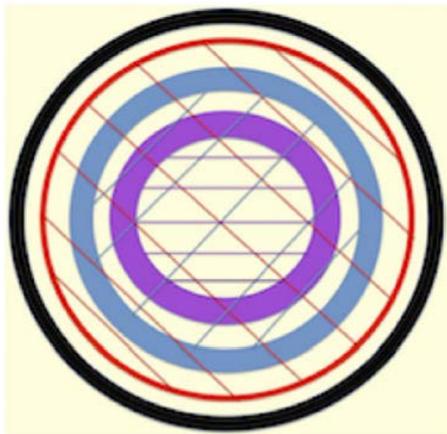


Figure 19. A schematic image of a solar-mass star. Lithium nuclei are destroyed inside the red circle with red diagonal lines, where the temperature is hotter than $\sim 2.5 \times 10^6$ K. Beryllium nuclei are destroyed inside the blue circle with blue diagonal lines at $\sim 3.5 \times 10^6$ K, and boron nuclei are destroyed inside the purple circle with purple horizontal lines at $\sim 5 \times 10^6$ K. The black outer circle depicts the surface convection zone in the Sun, which does not penetrate deeply enough to mix the surface layers to temperatures where the light elements would be destroyed.

標準的な太陽モデルの図を図 19 に示します。

太陽にはかなり浅い外側の対流帯があります。

Li の原子核はすべて、約 2.5×10^6 K より高い温度を囲む赤いリングの内側で破壊されています。

Be の原子は青いリングの内側で約 3.5×10^6 K で破壊され、B の原子は紫のリングの内側で約 5×10^6 K で破壊されます。

Li を含む表面の殻は非常に小さいのに対し、Be を含む殻は星の奥深くまで高温に広がり、B を含む殻はかなり大きくなります。

つまり、Li のリザーバーは Be および B のリザーバーよりも小さく、Be のリザーバーは Li のリザーバーよりも大きいですが、B のリザーバーよりも小さくなります。

この図は、2 つの基本的な問題を示しています。

(1) 表面温度の低下に伴って主系列星の表面对流帯が深くなると、対流によって Li 原子がより深い層に混合されるため、表面上の Li の量は減少します。

しかし、対流だけでは太陽中のリチウムを枯渇させるのに十分ではありません。

追加の混合機構を標準モデルに含める必要があります。

(2) 6600 K 付近での Li、Be、B の存在量の低下も標準モデルでは理解できませんが、そこでの減少の相対的なサイズは、3 つのそれぞれの熱核破壊反応に対する感受性によって決定されます。要素。

6.2. Correlation of Light-element Depletions

Further observations of both Li and Be in main-sequence cluster stars and in field stars showed how well correlated the abundances of these two elements are.

We studied Be in the young clusters Pleiades and α Per (Boesgaard et al. 2003a), in the older Coma cluster and UMA Moving Group (Boesgaard et al. 2003b), and in Praesepe and other clusters (Boesgaard et al. 2004a) and put it together with field stars in Boesgaard et al. (2004b).

These results provided a much larger sample in which to investigate the correlation of Li and Be.

This can be seen here in Figure 20, left, for stars on the cool side of the Li-Be dip, $T = 6000\text{--}6650$ K.

The relationship has a slope of 0.44 ± 0.05 .

This is a remarkable relationship covering a range in Li of 400 times and Be of more than 10 times for a large spread in age.

主系列星団星と野外星における Li と Be の両方のさらなる観察により、これら 2 つの元素の存在量がどれほどよく相関していることが示されました。

我々は、若い星団プレアデス星団と α Per 星団 (Boesgaard et al. 2003a)、古い昏睡星団と UMA 移動群 (Boesgaard et al. 2003b)、そして Praesepe と他の星団 (Boesgaard et al. 2004a) で Be を研究しました。Boesgaard et al. のフィールドスターズと組み合わせてください。(2004b)。

これらの結果により、Li と Be の相関関係を調査するためのはるかに大規模なサンプルが提供されました。

これは、図 20 の左側、Li-Be ディップの低温側 ($T = 6000 \sim 6650$ K) にある星の場合に見られます。

この関係の傾きは 0.44 ± 0.05 です。

これは、Li が 400 倍、Be が 10 倍を超える範囲をカバーする注目すべき関係です。

年齢的に広がった。

Both Be and B have been observed in field stars by Boesgaard et al. (2005) and in those five Hyades stars discussed above (Boesgaard et al. 2016).

These two elements are also well correlated.

Figure 20, right, shows the Be-B relationship for stars on the cool side of the Li dip ($T = 6100\text{--}6730$ K) from four Hyades stars and 14 field stars with detectable Be and B.

This relationship has a slope of 0.22 ± 0.05 .

The slope is shallower than that for the Li-Be correlation (0.22 versus 0.44) and extends over a range of 100 in $A(\text{Be})$ and a range of 4 in $A(\text{B})$.

Models of stars with mixing induced by rotation match the Be-B relation as discussed in Boesgaard et al. (2016) and seen in their Figure 15.

Be と B は両方とも Boesgaard らによって野星で観察されています。(2005) そして、上で議論されたそれらの 5 つのヒアデス星人 (Boesgaard et al. 2016)。

これら 2 つの要素もよく相関しています。

図 20 の右は、検出可能な Be と B を持つ 4 つのヒアデス星と 14 のフィールド星からの Li ディップ ($T = 6100\text{--}6730$ K)

の低温側にある星の Be-B 関係を示しています。

この関係の傾きは 0.22 ± 0.05 です。

この傾きは、Li-Be 相関の傾き (0.22 対 0.44) よりも浅く、A(Be) では 100 の範囲、A(B) では 4 の範囲に広がっています。

回転によって混合が引き起こされる星のモデルは、Boesgaard et al. で議論されている Be-B 関係と一致します。(2016) の図 15 に示されています。

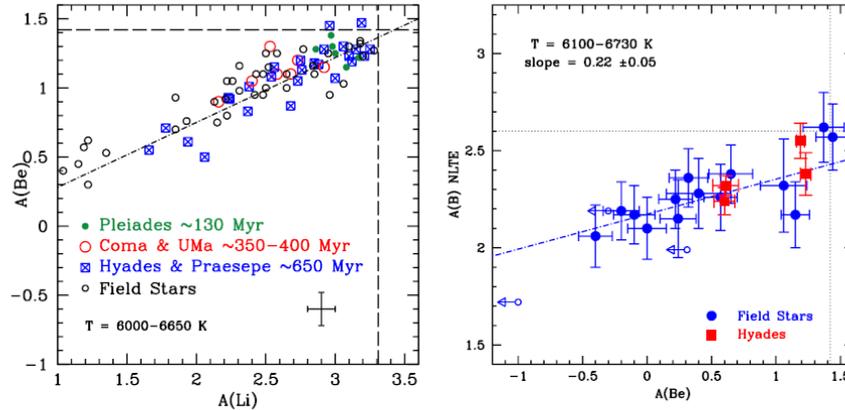


Figure 20. Left: Li and Be in main-sequence dwarfs in cluster and field stars on the cool side of the Li-Be dip region. Both Li and Be depletions have occurred, but Li is more depleted than Be. The slope of this relationship is 0.44 ± 0.05 . The relationship spans over 200 times in Li abundance. Right: Be and B in field and cluster dwarf stars on the cool side of the Li-Be-B dip. This figure is from Boesgaard et al. (2020), their Figure 14. The slope is less steep than that for Li vs. Be at 0.22 ± 0.05 . The depletion covers a range of ~ 100 in Be abundance. There is no comparable diagram of Li and B because all the Li is destroyed before there is measurable decline in B.

These observations show that Li declines more rapidly than Be.

They show that Be declines more rapidly than B.

But we can not compare Li and B because there is no Li left when B starts to decline.

これらの観察は、Li が Be よりも急速に減少することを示しています。

これらは、Be が B よりも急速に減少することを示しています。

しかし、B が減少し始めると Li は残らないので、Li と B を比較することはできません。

6.3. Light-element Dilution

In evolved stars the light elements can be diluted as well as depleted.

When leaving the main sequence normal FGK stars expand and their outer convection zones grow.

As mentioned above, each of these light elements has its own outer shell of material which contains its ions.

As a star starts to expand to become a red giant, this outer shell also expands.

The matter becomes diluted by material containing no Li, Be, or B from deeper layers.

The effect is first noticeable with Li as it is only in the outermost shell.

Then the dilution will begin to affect Be and dilute its surface content.

Finally B, with the deepest reservoir containing B ions, will become diluted also.

A study of Li and Be in subgiants in the old open cluster, M67, at 3.9 Gyr shows the effects of both depletion and dilution of both light elements (Boesgaard et al. 2020).

進化した星では、軽元素が薄まったり、枯渇したりすることがあります。

主系列から離れると、通常の FGK 星は膨張し、その外側の対流帯が成長します。

上で述べたように、これらの軽元素はそれぞれ、そのイオンを含む独自の物質の外殻を持っています。

星が赤色巨星になるために膨張し始めると、この外殻も膨張します。

この物質は、より深い層からの Li、Be、B を含まない物質によって希釈されます。

この効果は、Li が最外殻にある場合にのみ顕著になります。

その後、希釈は Be に影響を及ぼし始め、その表面含有量が薄れます。

最後に、B イオンを含む最も深いザーバーの B も希釈されます。

3.9Gyr の古い散開星団 M67 の垂巨星における Li と Be の研究では、両方の軽元素の枯渇と希釈の両方の影響が示されている(Boesgaard et al. 2020)。

7. Some Conclusions

In spite of their very low cosmic abundances, this trio of light elements have produced some profound and interesting insights into stellar structure and evolution.

The easiest to observe is Li, which also provides information about Big Bang nucleosynthesis.

宇宙の存在量が非常に少ないにもかかわらず、この 3 つの軽い元素は、星の構造と進化についての深く興味深い洞察をもたらしました。

最も観察しやすいのは Li で、ビッグバン元素合成に関する情報も提供します。

The low abundance, however, means that observations must be made of the strongest spectral features: the resonance lines.

For Li this is the Li I 6707 Å doublet, which is in an easily observable spectral region.

Due to the low excitation potential of Li I, 5.39 eV, for most stars Li is in the form of Li II, however.

For Be, observations are made of the resonance doublet of Be II at 3130 Å, close to the atmospheric cutoff and in a spectral region full of blending lines.

The resonance lines of B I, B II, and B III are all in the UV spectral region observable by satellite only.

ただし、存在量が少ないということは、最も強いスペクトルの特徴である共鳴線を観察する必要があることを意味します。

Li の場合、これは Li I 6707 Å ダブルレットであり、容易に観察できるスペクトル領域にあります。

ただし、Li I の励起ポテンシャルは 5.39 eV と低いため、ほとんどの星では Li は Li II の形になります。

Be については、大気のカットオフに近く、混合線でいっぱいスペクトル領域にある 3130 Å で Be II の共鳴ダブルレットが観察されます。

B I、B II、B III の共鳴線はすべて衛星のみで観測可能な紫外スペクトル領域にあります。

Most very-low-metal stars show a plateau or a maximum in Li near $A(\text{Li})$ of 2.2 that is a product of Big Bang nucleosynthesis.

There are some, but not many, stars at those low metallicities which show no Li feature.

Those ultra-Li-deficient stars that have been studied for Be turn out to have Be deficiencies as well.

This dual deficiency could result from stellar mergers or mass transfer events (see Boesgaard 2007).

ほとんどの超低金属星は、ビッグバン元素合成の産物である $A(\text{Li})$ 2.2 付近で Li のプラトーまたは最大値を示します。それほど多くはありませんが、Li の特徴を示さない低金属度の星もいくつかあります。

Be について研究されているこれらの超 Li 欠乏星は、Be 欠乏も持っていることが判明しました。

この二重の欠損は、恒星の合体または物質移動イベントによって生じる可能性があります (Boesgaard 2007 を参照)。

Only in stars with $[\text{Fe}/\text{H}] > \sim -1$ are there any found with larger amounts of Li.

There is a gradual increase in $A(\text{Li})$ with $[\text{Fe}/\text{H}]$ in normal dwarf stars to a maximum near $A(\text{Li})$ of +3.3.

This results from the general galactic enrichment in Li, Be, and B over time.

A large range in $A(\text{Li})$ of 3 orders of magnitude can be seen in solar-type stars caused by that galactic enrichment and by the slow stellar Li destruction.

For both Be and B there is a marked and steady increase with [Fe/H].

Figures 14 and 15 show the clear increases in these elements over the course of the evolution of the Galaxy.

The increase in A(Be) with [Fe/H] and [O/H] (and with [Ti/H] and [Mg/Fe]) for 117 metal-poor stars emphasizes the trend with chemical evolution (Boesgaard et al. 2011).

[Fe/H] > ~ -1 の星でのみ、より多量の Li を含む星が見つかります。

通常の矮星では [Fe/H] により A(Li) が徐々に増加し、A(Li) +3.3 付近で最大値になります。

これは、時間の経過とともに銀河全体で Li、Be、B が濃縮されることによるものです。

太陽型星では、銀河の濃縮とゆっくりとした恒星の Li の破壊によって引き起こされる、3 桁の A(Li) の広い範囲が見られます。

Be と B の両方について、[Fe/H] の顕著かつ着実な増加が見られます。

図 14 と 15 は、銀河の進化の過程でこれらの元素が明らかに増加していることを示しています。

117 個の金属に乏しい恒星の [Fe/H] および [O/H] (および [Ti/H] および [Mg/Fe]) による A(Be) の増加は、化学進化に伴う傾向を強調しています (Boesgaard et al. 2011)。

Some profound insights have come from the analysis of Li, Be, and B that are related to stellar interiors.

The surface abundances of these elements are important guides to internal mixing.

The surface contents in clusters show that light element depletion is a phenomenon of main-sequence evolution.

The dramatic drop in Li especially, but also Be and B, in the mid-F dwarfs is apparently the result of extra internal mixing caused by rotation.

The abundances of Li and Be are well correlated in main-sequence stars in clusters and in the field over a span of a factor of 400 in Li abundance.

This is true for Be and B in the Hyades and in field stars as well for a range of a factor of 100 in Be.

星の内部に関連する Li、Be、B の分析から、いくつかの深い洞察が得られています。

これらの元素の表面存在量は、内部混合の重要なガイドとなります。

クラスターの表面内容物は、軽元素の枯渇が主系列進化の現象であることを示しています。

中度 F 矮星における特に Li だけでなく Be と B の劇的な低下は、明らかに回転によって引き起こされる余分な内部混合の結果である。

Li と Be の存在量は、星団内の主系列星と野外では、Li 存在量の 400 倍にわたってよく相関しています。

これは、ヒアデス星団の Be と B、野星の Be の 100 倍の範囲にも当てはまります。

8. Additional Comments

The classic image of the lone astronomer with his [sic] eye at the telescope is far from true in today's world of astronomy.

The tools of our trade are extremely complicated and require the talents and efforts of a genuine multitude of people.

Just think of the complex business of designing and building a modern telescope, which is a multi-ton machine (300 tons for the Keck telescopes) that has to track to better than 0.01 and has to operate with better than clockwork precision.

It involves 24 inch I-beams down to 00 screws.

Furthermore, that telescope needs sophisticated instruments to detect photons from astronomical objects.

Those instruments work best when accompanied by sensitive modern detectors.

And what would an astronomer do without all the software designers who make the telescope operate?

And the the ones who run the instruments that produce data?

And those who provide technical support, even in the middle of the night?

There are also those who devise the various tools that help in the analysis of that data.

Even in the days of my youth, when astronomers developed their own photographic plates, they relied on data reduction techniques and equipment developed by others.

At that time we had graphic artists and photographers to make our plots and diagrams ready for publication.

望遠鏡を見つめる孤独な天文学者の古典的なイメージは、今日の天文学の世界ではまったく当てはまりません。

私たちの商売道具は非常に複雑で、真に多くの人々の才能と努力が必要です。

最新の望遠鏡の設計と構築という複雑な作業を考えてみてください。この望遠鏡は数トンの機械（ケック望遠鏡の場合は300トン）であり、0.01よりも正確に追跡し、時計仕掛けよりも優れた精度で動作する必要があります。

24インチのIビームが100個のネジまで使用されます。

さらに、その望遠鏡には天体からの光子を検出するための高度な機器が必要です。

これらの機器は、高感度の最新の検出器を併用すると最も効果的に機能します。

そして、望遠鏡を動作させるすべてのソフトウェア設計者がいなかったら、天文学者はどうするでしょうか？

そして、データを生成する機器を実行するのは誰ですか？

そして、夜中であっても技術サポートを提供してくれる人はいるでしょうか？

そのデータの分析に役立つさまざまなツールを考案する人もいます。

私が若い頃でさえ、天文学者が独自の写真乾板を開発していたときでさえ、彼らは他人が開発したデータ削減技術や装置に依存していました。

当時、私たちはグラフィックアーティストや写真家にプロットや図表を出版できるように準備してもらいました。

My point here is that in order for astronomers to collect, analyze, and interpret data from a scientific program they want to pursue, they rely on virtual legions of other people.

Furthermore, we interact with other astronomers regarding our findings.

I am extremely grateful to this collection of engineers, designers, computer experts, telescope operators, assistants, colleagues, and students.

Sometimes even small interactions produce big thoughts or germinate new approaches to ongoing issues.

I want them to know how aware I am of all their extensive help.

My deep thanks go to all the many colleagues and students I have worked with and who have so expanded my horizons.

I dedicate this talk and paper to Hans Boesgaard, my husband, my best friend, my favorite telescope engineer.

ここで私が言いたいのは、天文学者が追求したい科学プログラムからデータを収集、分析、解釈するためには、仮想的な他の人々の軍団に依存しているということです。

さらに、私たちは発見に関して他の天文学者と交流します。

私は、このエンジニア、デザイナー、コンピューター専門家、望遠鏡操作員、アシスタント、同僚、学生の集まりに非常に感謝しています。

時には、小さなやり取りでさえ、大きな考えが生まれたり、進行中の問題に対する新しいアプローチが芽生えたりすることがあります。

私が彼らの広範な援助をどれだけ認識しているかを彼らに知ってもらいたいです。

一緒に働き、私の視野を広げてくれた多くの同僚や学生たち全員に深く感謝します。

この講演と論文を、私の夫であり、親友であり、大好きな望遠鏡技師であるハンス・ボスゴーに捧げます。