Sonnenwind

Till Sehmer

Seminar Plasmaphysik

24. Mai 2011

Inhalt

1. Einführung
   - Historie
   - Entstehung des Sonnenwindes
   - Grenzen des Sonnenwindes
2. Modelle
   - statisches Modell
   - Parkermodell
3. Folgen des Sonnenwindes
   - Dynamoeffekt
   - Interplanetares Magnetfeld

Einführung

Historie

19. Jahrh. und Anfang 20. Jahrh.

- Erste Anzeichen für Teilchenströme nach Sonneneruption und darauf folgende Magnetfeldstürme(R. C. Carrington, 1859), wird allerdings nicht ernst genommen
- Der Norweger Kristian Birkeland erklärt um 1900 die Polarlichter mit solarem Teilchenstrom, wird ebenfalls von der Fachwelt abgelehnt

Figure: Kristian Birkeland, [1]

Historie

1927

Irving Langmuir führt den Plasmabegriff ein und stellt damit die Grundlage für geladene Teilchenströme.
Aber: Ein solarer Teilchenstrom findet in der Fachwelt nach wie vor wenig Beachtung.

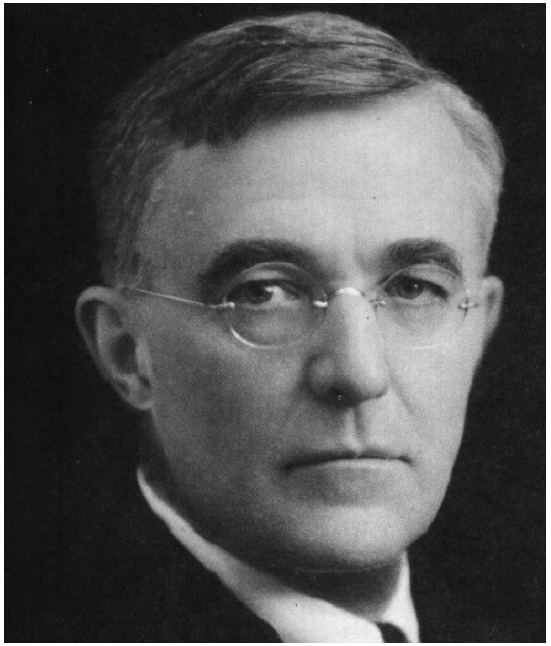

Figure: Irving Langmuir, [2]

Historie

1951

Ludwig Biermann (MPA) beschreibt die Ausrichtung des Gasschweifes von Kometen mit Hilfe einer postulierten Teilchenstrahlung durch die Sonne. Er begründet dies mit der Tatsache, dass der Kometenschweif nicht diametral vom Sonnenzentrum wegzeigt, sondern sich in einem driftendem Plasma bewegt.

1953

David L. Chapman stellt ein statisches Koronamodell (s.u.) vor und kritisiert Biermanns These der Teilchenstrahlung.

Figure: Ludwig Biermann, [3]

Historie

1959

Eugene N. Parker gelingt eine MHD Beschreibung des Sonnenwindes (Parkermodell, s.u.). In seiner Arbeit erscheint erstmalig der Begriff "Sonnenwind", der als Konsequenz einer konstant expandierenden Korona entsteht.

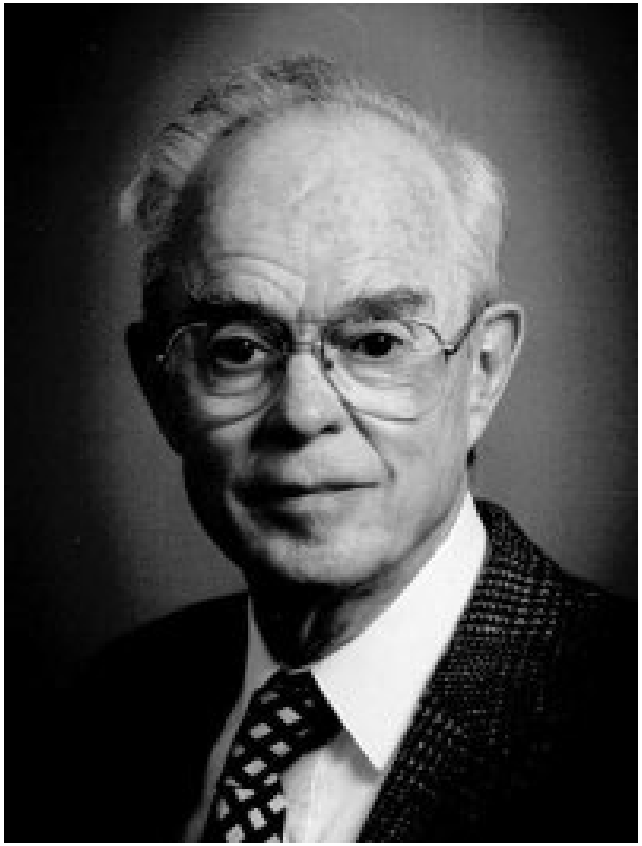

Figure: E. N. Parker, [4]

Historie

Seit 1959

- Erste experimentelle Bestätigung durch sowjetischen Satelit Lunik 1, bei dem zur Positionsbestimmung 1kg Natrium abgeworfen wurde. Sollte es tatsächlich einen geladenen Teilchenstrom geben, hätte dieser das Natrium zum leuchten anregen sollen. Dieser künstliche "Satelitenschweif" konnte beobachtet und so gezeigt werden, dass der Satelit von seiner Bahn abkam.
- Bis heute sind dutzende Sateliten und andere Raumfahrtprogramme gestartet worden, die den Sonnenwind messen, wie z.B. ACE (L1), Voyager 1/2 (z.Z. Sonnensystemgrenze), Apollomissionen (Mond), etc.

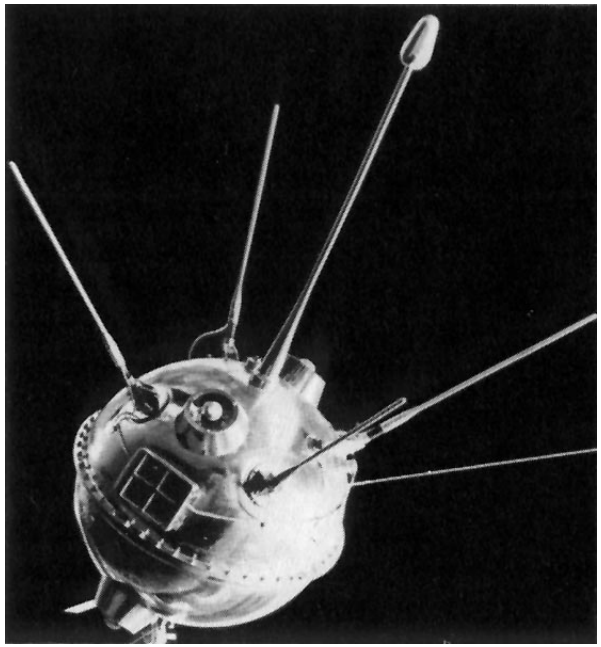

Figure: Lunik 1, [5]

Entstehung des Sonnenwindes

Entstehung aus Korona

- Korona ist Dünne ($\approx 10^{14}$ m^{-3}) und sehr heisse ($\approx 10^6$ K) Massenschicht[a]
- Kontinuierlicher Übergang zwischen Korona und Sonnenwind
- Sonnenwind ist ein radial nach aussen gerichteter, geladener Partikelstrom, bestehend aus Protonen, Elektronen und Spuren von Edelgasionen (Helium!, Neon, Argon) und damit ein Plasma
- Sonne verliert so mehr als 10^6 t/s an Masse
- Split in zwei Klassen:
  1. Langsamer Sonnenwind (≈ 400 km/s < c_s, entsteht in Gebieten geschlossener Feldlinien)
  2. schneller Sonnenwind (800 - 1400 km/s > c_s, Entsteht über koronalen Löchern)

[a] mehr im nächsten Vortrag

Sonnenwind und Erde Teil 1

Magnetfeldverformung der Erde

- Dichte des Sonnenwindes in irdischer Region (L1): $1.4 \cdot 10^6 \ \frac{Protonen}{m^3}$, bei einer Geschw. $v_{l,p} = 409,4 \frac{km}{s}$, Stand: 19.05.2011, [12]
- Sonnenwind verformt das Erdmagnetfeld

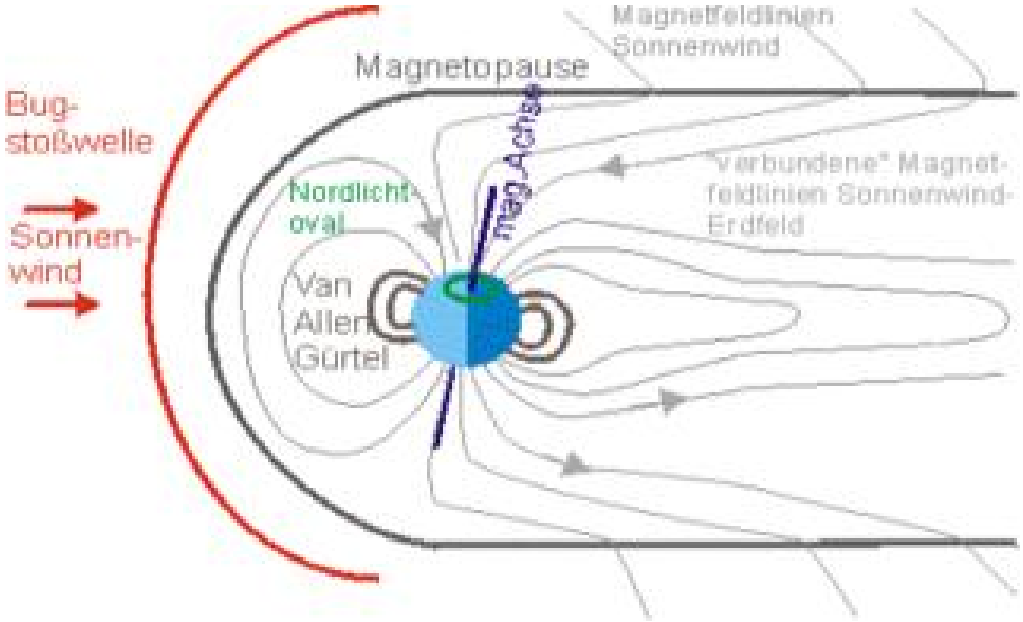

Figure: Magnetfeldverformung, [6]

Sonnenwind und Erde Teil 2

Polarlichter

- Partikel werden vom Erdmagnetfeld eingefangen
- Teilchen gyrieren um Feldlinien und wandeln nahe den Polen Parallelenergie in Senkrechtenergie um ⇒ Teilchen kehren vor Eindringen in Atmosphäre um. Teilchen können Feldlinien nur durch Stösse untereinander verlassen und in Atmosphäre eindringen.
- Sonneneruption:
  ⇒ Teilchendichte nimmt auch in Erdnähe zu
  ⇒ Teilchen stossen öfter miteinander
  ⇒ Zahl der Teilchen die in Atmosphäre eindringen, ist so hoch, dass WW mit Atmosphäre sichtbar wird.

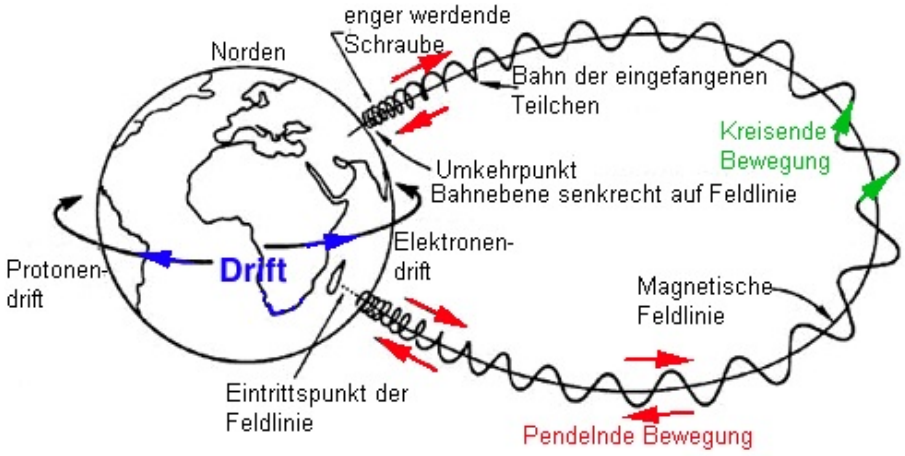

Figure: Gyrationsbewegung um Feldlinien, [7]

Sonnenwind und Erde Teil 2

Polarlichter

- Partikel werden vom Erdmagnetfeld eingefangen
- Teilchen gyrieren um Feldlinien und wandeln nahe den Polen Parallelenergie in Senkrechtenergie um ⇒ Teilchen kehren vor Eindringen in Atmosphäre um. Teilchen können Feldlinien nur durch Stösse untereinander verlassen und in Atmosphäre eindringen.
- Sonneneruption:
  ⇒ Teilchendichte nimmt auch in Erdnähe zu
  ⇒ Teilchen stossen öfter miteinander
  ⇒ Zahl der Teilchen die in Atmosphäre eindringen, ist so hoch, dass WW mit Atmosphäre sichtbar wird.

Figure: Polarlichter, [8]

Sonnensystemgrenze

Heliosphäre

- Direkter Einflussbereich der Sonne heisst Heliosphäre
- Die Heliosphäre lässt sich grob in folgende Bereiche gliedern:
  1. Sonnennahe Bereich (ca. $75-90$ AE). Teilchenstrom wird nur lokal durch planetare Magnetfelder gestört.
  2. Termination Shock (≈ 90 AE). Teilchen werden durch Auftreffen auf erste Partikel des interstellaren Gases stark abgebremst ($v_{l,p} = 400\frac{km}{s} \rightarrow 130\frac{km}{s}$). $\Rightarrow$ Verdichtung und Temperaturerhöhung sowie Anstieg des Magnetfeldes.
  3. Heliosheath (> 90 AE). Sonnenwind und Sonnenmagnetfeld sind nachwievor dominierende Grössen, jedoch vermischt sich hier Sonnenwind mit interstellarem Gas. Genaue Grösse der Heliosheath nur grob (einige 10 AE), da diese vermutlich stark verformt (vgl. Erdmagnetfeld).
  4. Heliopause (≈ 120AE, grob). Grenze des direkten Sonneneinflusses. Hier trifft interstellares Gas erstmals auf Sonnenwind. Ausserhalb schliesst sich vermutlich Bowshock (Stau des interstellaren Gases) an.
- 2024/2027 werden Voyagersonden Heliopause erreichen und erste Daten übermitteln, so dass Lage und Prozesse genauer beschrieben werden können.

Sonnensystemgrenze

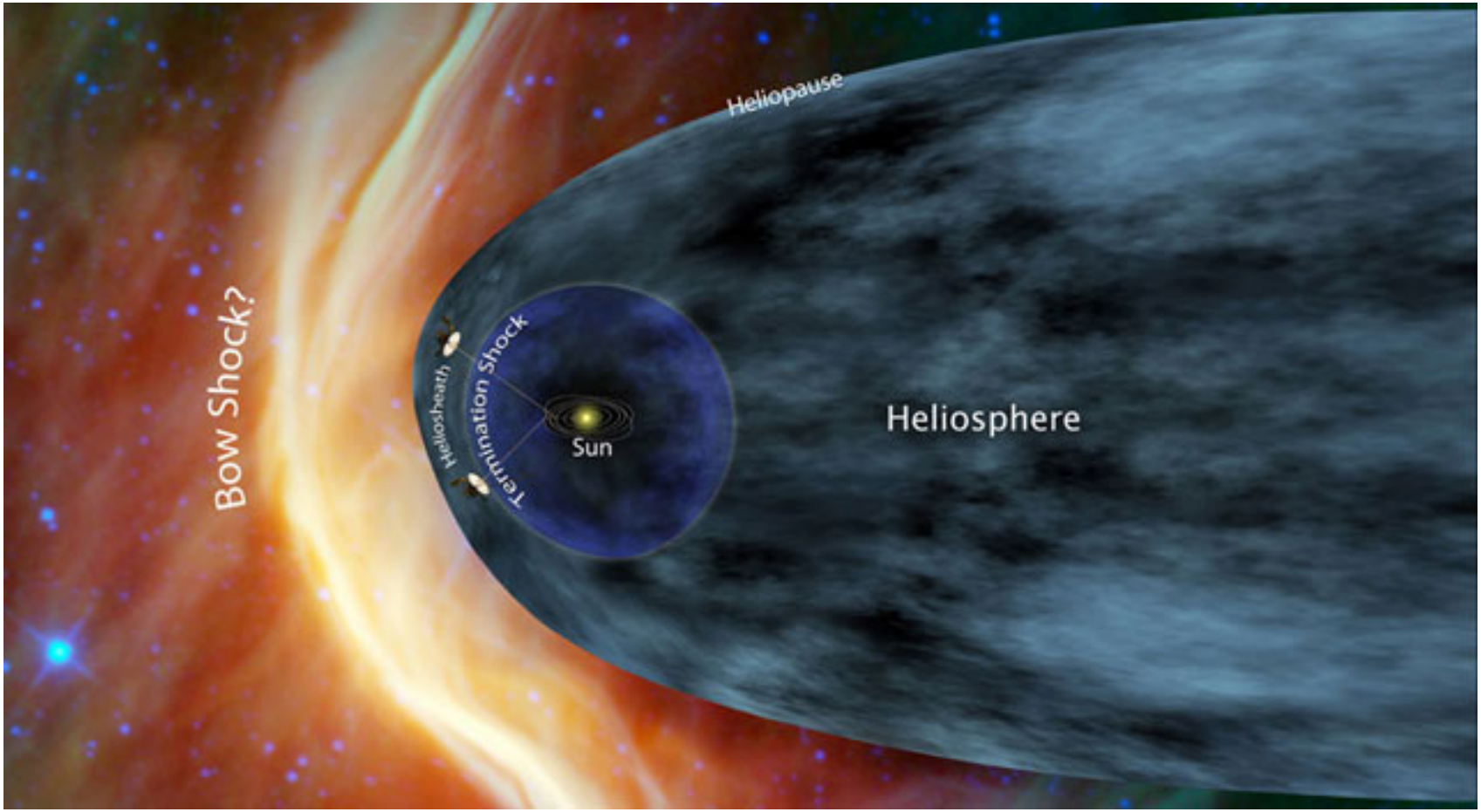

Figure: Heliosphäre, [9]

Modelle

Statisches Modell nach Chapman Teil 1

Ausgang HD- Gleichgewicht:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{\rho G M_S}{r^2}, \tag{1}$$

mit

$$M_S = 2 \cdot 10^{30} kg, \quad G = 6,67 \cdot 10^{-11} \frac{m^3}{s^2 kg}, \quad \rho = n m_P, \quad k_B = 1$$

Wenn Elektronen- und Protonentemperatur gleich sind, ergibt sich für den Koronadruck:

$$P = 2nT \tag{2}$$

Statisches Modell nach Chapman Teil 2

Für die Wärmestromdichte gilt

$$\vec{q} = -\kappa \vec{\nabla} T, \tag{3}$$

mit Wärmeleitkoeffizient

$$\kappa = \kappa_0 T^{5/2}, \quad \text{mit} \quad \kappa_0 \widehat{=} \text{ Wärmeleitfähigkeit}$$

und damit für eine statische Korona:

$$\vec{\nabla} \cdot \vec{q} = 0,$$

oder in Kugelkoordinaten

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \left(r^2 \kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dr} \right) = 0.$$

Statisches Modell nach Chapman Teil 3

Mit der Annahme, dass die Temperatur in grossen Entfernungen gegen Null geht erhält man:

$$T(r) = T(a)\left(\frac{a}{r}\right)^{2/7}, \tag{4}$$

wobei $r = a = 7 \cdot 10^5$ km der mittlere Koronaabstand und $T(a) = 2 \cdot 10^6$ K die Koronatemperatur ist. Aus den Gleichungen 2, 4 und Integration von Gleichung 1, ergibt sich für den Druck:

$$p(r) = p(a)\exp\left(\frac{7GM_S m_p}{10T(a)a}\left[\left(\frac{a}{r}\right)^{5/7} - 1\right]\right) \tag{5}$$

Statisches Modell nach Chapman Teil 4

Problem des statischen Modells

- Wie leicht zu erkennen ist, fällt der Druck für $r \to \infty$ nicht auf Null ab, was sehr unphysikalisch ist
- Damit ist das Chapmanmodell kein gutes Modell zur Beschreibung des Sonnenwindes
- Für eine bessere Beschreibung sollte nicht die Gleichgewichtsbedingung Ausgang zur Diskussion sein

Statisches Modell nach Chapman Teil 4

Problem des statischen Modells

- Wie leicht zu erkennen ist, fällt der Druck für $r \to \infty$ nicht auf Null ab, was sehr unphysikalisch ist
- Damit ist das Chapmanmodell kein gutes Modell zur Beschreibung des Sonnenwindes
- Für eine bessere Beschreibung sollte nicht die Gleichgewichtsbedingung Ausgang zur Diskussion sein

Statisches Modell nach Chapman Teil 4

Problem des statischen Modells

- Wie leicht zu erkennen ist, fällt der Druck für $r \to \infty$ nicht auf Null ab, was sehr unphysikalisch ist
- Damit ist das Chapmanmodell kein gutes Modell zur Beschreibung des Sonnenwindes
- Für eine bessere Beschreibung sollte nicht die Gleichgewichtsbedingung Ausgang zur Diskussion sein

Statisches Modell nach Chapman Teil 4

Problem des statischen Modells

- Wie leicht zu erkennen ist, fällt der Druck für $r \to \infty$ nicht auf Null ab, was sehr unphysikalisch ist
- Damit ist das Chapmanmodell kein gutes Modell zur Beschreibung des Sonnenwindes
- Für eine bessere Beschreibung sollte nicht die Gleichgewichtsbedingung Ausgang zur Diskussion sein

Parkermodell Teil 1

Ausgangspunkt ist Boltzmann-Transportgleichung für Verteilung $f = f(\vec{r}, \vec{v}, t)$ (auch hier $k_B = 1$ gesetzt):

$$\left.\frac{\partial f}{\partial t}\right|_{Stoss} = \frac{\partial f}{\partial t} + \vec{v} \cdot \vec{\nabla} f + \frac{\vec{F}}{m} \cdot \vec{\nabla}_{\vec{v}} f \tag{6}$$

Integration im Geschwindigkeitsraum (0. Moment) und Verwendung von $\vec{\nabla} \cdot (f\vec{v}) = f\vec{\nabla} \cdot \vec{v} + \vec{v} \cdot \vec{\nabla} f$ liefert:

$$\frac{\partial}{\partial t} \int f_{Stoss} \mathrm{d}^3 v =$$

$$\frac{\partial}{\partial t} \int f \mathrm{d}^3 v + \vec{\nabla} \cdot \int f \cdot \vec{v} \mathrm{d}^3 v - \int f \vec{\nabla} \cdot \vec{v} \mathrm{d}^3 v + \vec{\nabla}_{\vec{v}} \cdot \int \left(\frac{\vec{F}}{m} \cdot f \right) \mathrm{d}^3 v - \int f \vec{\nabla}_{\vec{v}} \cdot \frac{\vec{F}}{m} \mathrm{d}^3 v \tag{7}$$

Parkermodell Teil 2

Mit Hilfe der folgenden Relationen

$$\int f(\vec{v},\vec{r},t)\mathrm{d}^3v = n(\vec{r},t),$$

$$\vec{\nabla}\cdot\int f(\vec{v},\vec{r},t)\vec{v}\mathrm{d}^3v = \vec{\nabla}\cdot(n(\vec{r},t)\cdot\vec{u}(\vec{r},t)),$$

wobei $\vec{u}$ mittlere Geschwindigkeit und

$$\frac{\partial v_i}{\partial r_i} = \frac{\partial \dot{r}_i}{\partial r_i} = \frac{\partial^2 H}{\partial r_i \partial v_i} = -\frac{\partial \dot{v}_i}{\partial v_i} = -\frac{1}{m}\frac{\partial F_i}{\partial v_i}$$

$$\Rightarrow \int f\vec{\nabla}\cdot\vec{v}\mathrm{d}^3v = -\int f\vec{\nabla}_v\cdot\frac{\vec{F}}{m}\mathrm{d}^3v,$$

Parkermodell Teil 3

ergibt Gleichung 7:

$$\frac{\partial}{\partial t}\int f_{Stoss}\,\mathrm{d}^3v = \frac{\partial n}{\partial t} + \vec{\nabla}\cdot(n\cdot\vec{u}) + \frac{1}{m}\int \vec{\nabla}_v\cdot(\vec{F}\cdot f)\mathrm{d}^3v. \qquad (8)$$

Für kleine Dichten wie im Sonnenwind wird der Stossterm sehr klein und die linke Seite verschwindet. Der Kraftterm lässt sich mit Hilfe des Gauss'schen Satzes

$$\int \vec{\nabla}_{\vec{v}}\cdot(\vec{F}f)\mathrm{d}^3v = \int_{\vec{A}_{\vec{v}}} \vec{F}f\,\mathrm{d}\vec{A}_{\vec{v}} \overbrace{\longrightarrow}^{r\to\infty} 0$$

ebenfalls Null setzten (In Kugelkoordinaten verschwindet das Oberflächenintegral, da $f(\vec{r},\vec{v}\to\infty,t)=0$). Da wir ein zeitlich unveränderliches Problem haben, wird

$$\frac{\partial n}{\partial t} = 0.$$

Parkermodell Teil 4

Mit $m_p \cdot n(\vec{r},t) = \rho(\vec{r},t)$ folgt eine Kontinuitätsgleichung (Kugelsymmetrie):

$$\frac{1}{r^2}\frac{\mathrm{d}}{\mathrm{d}r}\left(r^2\rho(r)u(r,t)\right) = 0 \overbrace{\Rightarrow}^{Integration} r^2\rho u = c_1 = konst. \tag{9}$$

Aus dem 1. Moment folgt die Impulsgleichung:

$$\rho(r)u(r)\frac{\mathrm{d}u(r)}{\mathrm{d}r} = -\frac{GM_S\rho(r)}{r^2} - \frac{\mathrm{d}P(r)}{\mathrm{d}r}, \tag{10}$$

mit $P(r) \widehat{=}$ Druck. Für die vereinfachte Annhame eines isothermen Sonnenwindes setzen wir für den Druck

$$P = \frac{2\rho T}{m_p}, \text{ mit } T = konst. \tag{11}$$

an.

Parkermodell Teil 5

Die Kombination der Gleichungen 9, 10 und 11 ergibt

$$\frac{1}{u}\frac{\mathrm{d}u}{\mathrm{d}r}\left[u^2 - \frac{2T}{m_p}\right] = \frac{4T}{m_p r} - \frac{GM_S}{r^2}. \tag{12}$$

Für $r > r_c = \frac{GM_S m_p}{4T}$ wird die rechte Seite positiv und hat eine Nullstelle für $r = r_c$.

$$\Rightarrow u^2(r_c) = u_c^2 = \frac{2T}{m_p}, \quad \text{oder} \quad \left.\frac{\mathrm{d}u}{\mathrm{d}r}\right|_{r_c} = 0.$$

Parkermodell Teil 6

4 Lösungsklassen

1. $u(r)$ wächst monoton mit r an, hat Maximum bei $r = r_c$ und fällt dannach wieder
2. $u(r)$ wächst mit r monoton an und es gilt $u(r_c) = u_c$
3. $u(r)$ fällt mit r monoton und es gilt $u(r_c) = u_c$
4. $u(r)$ fällt monoton mit r ab, hat ein Minimum bei $r = r_c$ und steigt dannach wieder

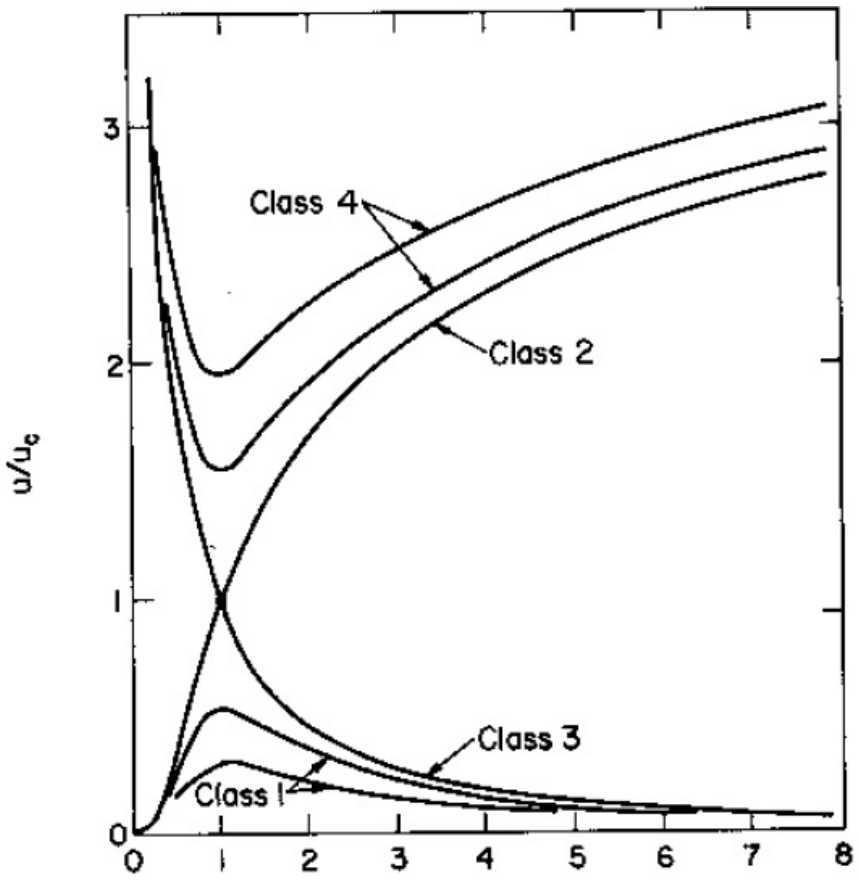

Figure: Die vier Lösungsklassen des Parkermodells, [10]

Parkermodell Teil 7

Diskussion der Lösungsklassen 3 und 4

- Klassen 3 und 4 können ausgschlossen werden, da die Vorhersagen der Geschwindigkeiten ($u >> u_c$) an der Sonnenoberfläche nicht konsistent mit dem Koronamodell sind.
- Klassen 1 und 2 scheinen beide im Bereich $r \approx a$ kosistent mit Koronamodell, allerdings unterscheiden sich beide drastisch für $r \to \infty$.

Gleichung 12 lässt sich in

$$\frac{\mathrm{d}(u)^2}{\mathrm{d}r}\left(1-\frac{u_c^2}{u^2}\right)=\frac{4u_c^2}{r}\left(1-\frac{r_c}{r}\right)$$

umschreiben. Integration liefert:

$$\left(\frac{u}{u_c}\right)^2-2\cdot\ln\left(\frac{u}{u_c}\right)=4\ln(r)+4\frac{r_c}{r}+konst. \tag{13}$$

Parkermodell Teil 8

Diskussion der Lösungsklasse 1

Für $r \to \infty$ vereinfacht sich Gleichung 13 zu
$\ln\left(\frac{u}{u_c}\right) \approx -2 \cdot \ln r \;\Rightarrow\; u \propto \frac{1}{r^2}$.

Damit geht der Druck $P = \frac{2\rho T}{m_p} \overset{r^2 \rho u = konst.}{\longrightarrow} \frac{2T}{m_p} \cdot \frac{konst.}{r^2 u} = konst. \neq 0$,
was unphysikalisch ist und Klasse 1 keine brauchbaren Lösungen liefert.

Parkermodell Teil 9

Diskussion der Lösung 2

- Hier vereinfacht sich Gleichung 13 für $r \to \infty$ zu $\left(\frac{u}{u_c}\right)^2 \approx 4 \ln r \;\Rightarrow\; u \approx 2u_c(\ln r)^{1/2}$. Damit geht die Dichte $\rho = \frac{konst.}{r^2 u} \to 0$, sowie der Druck.
  D.h., dass die einzige Lösung der Gleichung 12 die der Klasse 2 ist. Die Korona expandiert in Sonnennähe radial mit Unterschallgeschwindigkeit und beschleunigt konstant bis ca. $r = 40R_s$ auf Schallgeschwindigkeit. Die Dichte bzw. der Druck nehmen kontinuierlich ab, bis sich ein Ggw. mit dem interstellaren Gas einstellt (Heliopause, Vorhersage bei ca. 100 AE).
- Leider stimmen die nicht alle Vorhersagen mit den Messungen überein (z.B. Dichte in Erdnähe), da auch bei diesem Modell einige Vereinfachungen vorgenommen wurden, wie isothermes Plasma ($\Leftarrow$ nur in Sonnennähe) oder Vernachlässigung von Elektronen und Edelgasionen ($\Rightarrow$ zu hohe Windgeschwindigkeit: $\approx 500\frac{km}{s}$, ACE- Satelit: $= 409,4\frac{km}{s}$) etc. Grundzüge sind dennoch korrekt.

Parkermodell Teil 10

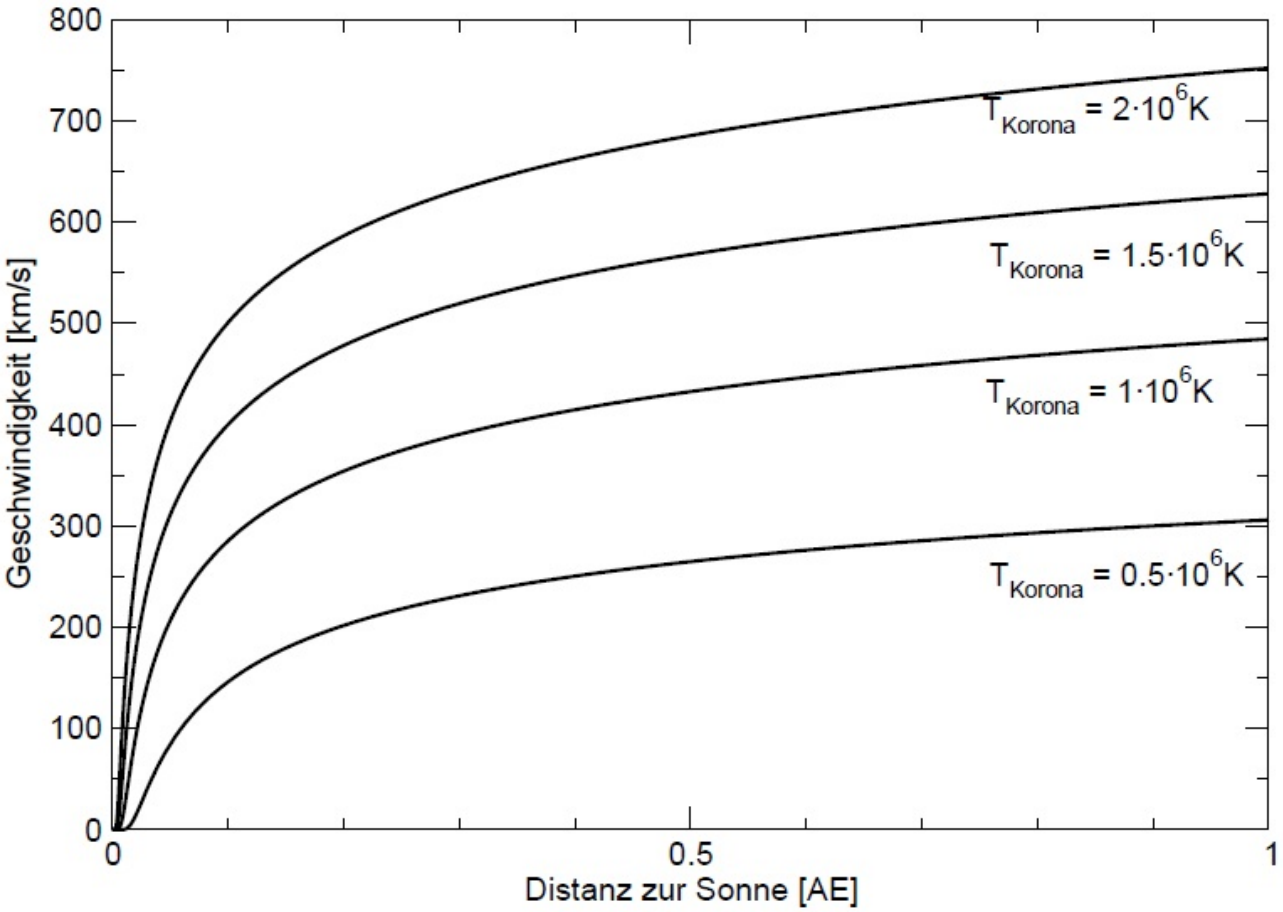

Figure: Geschwindigkeit der Lösungsklasse 2 aus dem Parkermodell [16, S.99]

Folgen des Sonnenwindes

Der Dynamoeffekt des Sonnenmagnetfeldes Teil 1

solarer Dynamo

- Konvektionsströmung der Sonne
  $\Rightarrow$ E-Feld $\Rightarrow$ Stromfluss
  $\Rightarrow$ induziertes B-Feld
- Polrotation der Sonne langsamer als am Sonnenäquator
  $(\omega_{Pol} = \frac{1}{36}\frac{1}{Tag}, \omega_q = \frac{1}{27}\frac{1}{Tag})$
  $\Rightarrow$ "Aufwickeln" der Feldlinien
  $\Rightarrow$ erhöhte Energiedichte des B-Feldes
- Dadurch verstärkter Magnetfelddruck

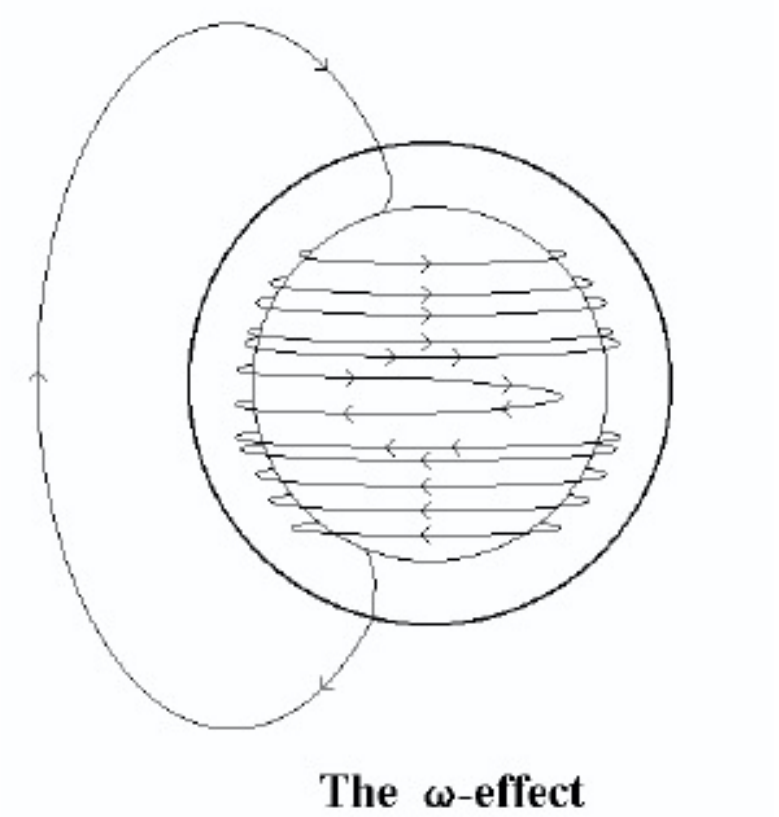

Figure: Aufwickeln der Feldlinien , [15]

Der Dynamoeffekt des Sonnenmagnetfeldes Teil 2

solarer Dynamo

- Kompensation des Magnetfelddruckes durch verringern des solaren Plasmadruckes (Druckgleichgewicht)
- $\Rightarrow$ lokaler Auftrieb $\Rightarrow$ B-Feld kann Photosphäre durchstechen $\Rightarrow$ Sonnenfleckenpaare

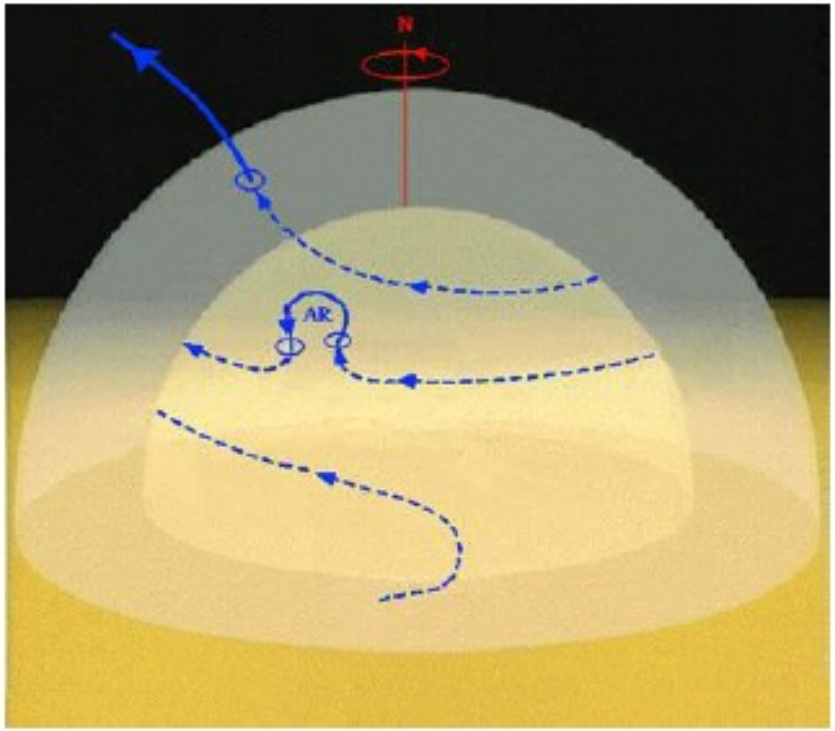

Figure: Sonnenflecken , [15]

Interplanetares Magnetfeld

Magnetfeld der Sonne

- Näherungsweise Dipolfeld ($\approx 11\mu T$)
- Sonnenwind verstärkt radiales Magnetfeld
  $\Rightarrow$ Sonnenmagnetfeld in Erdnähe um Faktor 100 grösser als ohne Sonnenwind. Von oben spiralförmig durch Rotation.
- Umpolung des Sonnenmagnetfeldes ca. alle 11 Jahre (letzte 2001)

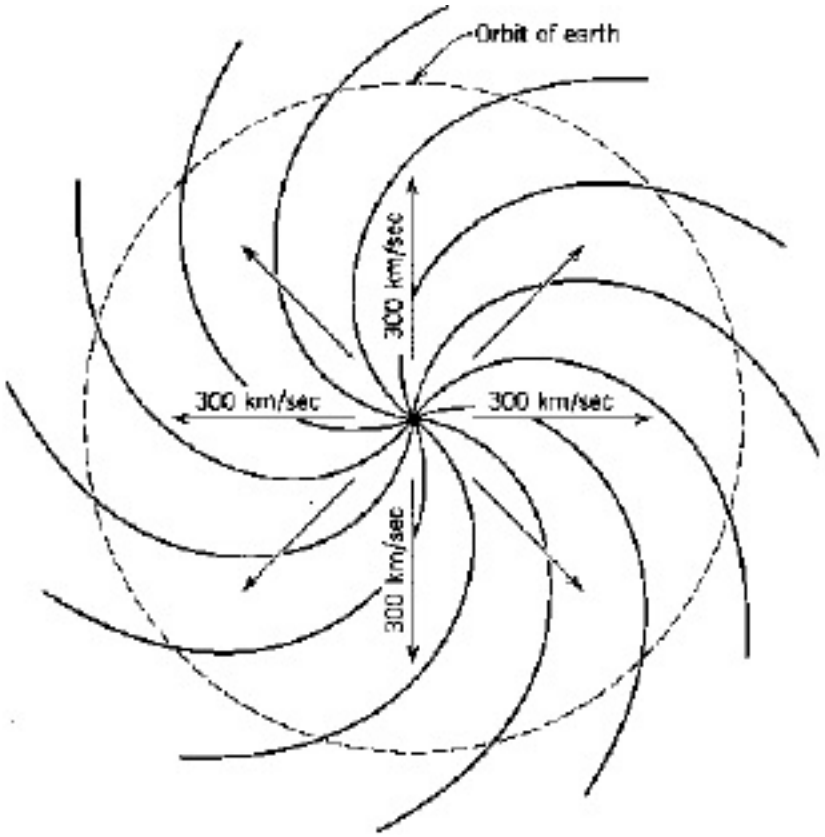

Figure: Spiralförmiges Magnetfeld für grosse r, [15]

Interplanetares Magnetfeld

Magnetfeld der Sonne

- Auf Höhe des Sonnenäquators ändert sich die Polarität des Sonnenwindes von nord nach süd. Die Dicke dieser Stromschicht ist ca. $10^4\,km$
- Polarität durch Wechsel von nach innen zeigenden zu nach aussen zeigenden Magnetfeldlinien der Sonne

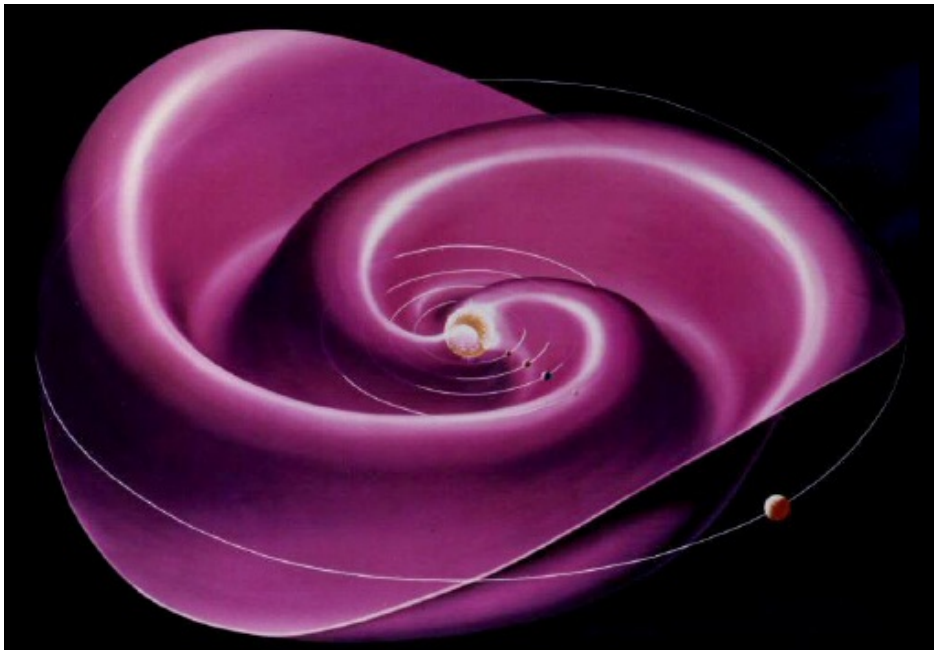

Figure: Grenzschicht der von innen nach aussen zeigenden Magnetfeldlinien, [15]

Quellen

Bilder:
[1]: http://www.physics.umd.edu/∼redish/Money/birkel.jpg
[2]: http://www.math.uni-goettingen.de/exchange/newsletter/2003-11/Irving.html
[3]: http://www.mpa-garching.mpg.de/mpa/institute/news_archives/news1101_biermann/news1101_biern de.html
[4]: http://astro.uchicago.edu/people/eugene-parker.shtml
[5]: http://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/image/luna-1.jpg
[6]: http://static.cosmiq.de/data/de/e56/cb/e56cb482dd0232b558121fb9464410b3_1.jpg
[7]: http://www.gym-raubling.de/inhalte/faecher/physik/Astronomie/Polarlichter/Bilder/z2_Entstehung2.gif
[8]: http://www.spiegel.de/fotostrecke/fotostrecke-33649-4.html
[9]: http://voyager.jpl.nasa.gov/mission/index.html

Quellen

Weblinks:
[10]: Fitzpatrick et al, "Plasma Physics", http://farside.ph.utexas.edu/teaching/plasma/380.pdf
[11]: http://de.wikipedia.org/wiki/Sonnenwind
[12]: www.spaceweather.com
[13]: http://voyager.jpl.nasa.gov/mission/interstellar.html
[14]: http://www.ieap.uni-kiel.de/et/download/physik6/parkermodell.pdf
[15]: Vorlesung Hallatschek IPP, http://www.ipp.mpg.de/∼Klaus.Hallatschek/ (PASSWORTGESCHÜTZT)
[16]: Wimmer-Schweingruber et al: "Plasmaphysik und Extraterrestrische Physik", http://www.ieap.uni-kiel.de/et/people/wimmer/teaching/Phys_VI/Phys_VI_teil_2.pdf