

준 주기적인 서브스톰과 고속 태양풍 사이의 에너지 결합에 대한 정량적 평가

박미영¹, 이대영^{1†}, 김경찬¹, 최정림¹, 박경선²

¹충북대학교 천문우주학과

²충남대학교 천문우주과학과

Quantitative Evaluation of Energy Coupling between Quasi-Periodic Substorms and High-Speed Coronal Streams

M. Y. Park¹, D.-Y. Lee^{1†}, K. C. Kim¹, C. R. Choi¹, and K. S. Park²

¹Dept. of Astronomy and Space Science, Chungbuk National University, Cheongju 361-763, Korea

²Dept. of Astronomy and Space Science, Chungnam National University, Daejeon 305-764, Korea

E-mail: dylee@chungbuk.ac.kr, shinehanl@hanmail.net

(Received April 01, 2008; Accepted April 17, 2008)

요 약

태양활동이 감소하는 시기에는 코로나 구멍(Coronal hole)과 관련된 고속 태양풍(High-speed stream)이 빈번하게 발생하는데, 고속 태양풍 기간 동안에는 서브스톰(Substorm)이 대략 2 ~ 4시간 간격으로 반복적으로 발생한다. 이 연구에서는 태양활동이 감소하는 시기 중 2003년 후반 기 즉, 7월부터 12월 사이의 고속 태양풍 기간 동안에 반복적으로 발생한 222건의 서브스톰을 선정하여 연속한 두 서브스톰 사이의 태양풍 에너지 유입 정도를 정량적으로 산출하였다. 이를 위해 Akasofu ϵ -parameter를 인접한 두 서브스톰 발생 시간에 대해 시간 적분하여 한 서브스톰이 발생 후 다음 서브스톰이 발생하기 전까지의 에너지 유입량을 산출하였다. 이와 같은 방법을 고속 태양풍 기간 동안에 반복적으로 발생한 222건의 서브스톰에 대해 적용하여 통계를 산출하였다. 그 결과로서 두 서브스톰 사이의 평균 태양풍 에너지 유입량은 1.28×10^{14} J이고, 전체 서브스톰 이벤트 중 약 85%가 $2 \times 10^{13} \sim 2.3 \times 10^{14}$ J 범위에 있음을 알 수 있었다. 따라서 두 서브스톰 사이의 태양풍 에너지 유입량은 경우에 따라 상당히 다른 값을 가질 수 있는 것으로 보이며, 태양풍 에너지 유입량만으로 서브스톰이 발생하는 시점을 예측하기에는 어려움이 있다고 생각된다. 더불어 이 논문에서는 연속적인 서브스톰의 발생에 영향을 미치는 여러 요소에 대한 논의를 제공한다.

Abstract

It has been known that high-speed solar wind streams associated with coronal holes lead to quasi-periodic substorms that occur approximately every 2 ~ 4 hours. In this paper we examined 222 repetitive substorms that occurred during high-speed stream periods in July through December in 2003 to quantitatively determine a range of energy input from the solar wind into the magnetosphere between two consecutive substorms. For this study, we have used the Akasofu ϵ -parameter to time-integrate it for the interval between two consecutive substorms, and have applied this method

[†]corresponding author

to the 222 substorms. We find that the average amount of solar wind input energy between two adjacent substorms is 1.28×10^{14} J and about 85% out of the 222 substorms occur after an energy input of $2 \times 10^{13} \sim 2.3 \times 10^{14}$ J. Based on these results, we suggest that it is not practical to predict when a substorm will occur after a previous one occurs purely based on the solar wind-magnetosphere energy coupling. We provide discussion on several possible factors that may affect determining substorm onset times during high-speed streams.

Key words: substorm, solar wind-magnetosphere energy coupling, coronal hole streams, CIR

1. 서 론

태양 활동이 감소하는 시기에는 극 코로나 구멍(Polar coronal hole)들과 관련된 고속 태양풍(High-speed stream)이 빈번하게 발생한다. 코로나 구멍은 태양의 자기장이 열린 상태로 존재하는 상대적으로 차가운 부분인데, 매우 빠른 태양풍 플라즈마 입자를 방출한다. 그 속도는 지구 근처에서 $600 \sim 800$ km/s 정도의 고속 태양풍으로 관측될 때가 많으며, 이것은 평균적으로 태양에서 방출되는 저속의 태양풍(Slow solar wind) 속도 $300 \sim 400$ km/s에 비해 2배 정도 빠른 것이다. 이런 고속 태양풍은 지구 근처에서 태양 자전 주기인 대략 27일마다 반복하여 관측될 수 있다(Timothy et al. 1975). 그림 1은 Advanced Composition Explorer(ACE) 위성이 2003년 7월부터 12월 사이에 관측한 태양풍 속도와 태양-행성간 자기장(Interplanetary Magnetic Field; IMF) Bz 성분을 각 패널마다 월 단위로 보여주고 있다. 그림 1에서 회색으로 음영 처리한 부분은, 태양의 한 코로나 구멍에서 나온 고속 태양풍이 $600 \sim 800$ km/s 정도의 속도로 수일 동안 지속되는 기간을 강조하여 보여주고 있으며, 이것이 태양 자전 주기인 약 27일 주기로 반복하여 나타나고 있음을 확인 할 수 있다.

코로나 구멍에서 나온 고속 태양풍과 태양-행성간 공간 배경에 항상 존재하는 보통의 저속 태양풍은 상호 작용에 의해 Corotating interaction regions(CIRs)을 발생시킨다. 즉, CIRs은 고속 태양풍이 진행하는 앞쪽의 자기장과 플라즈마를 압축하면서 발생하는 영역이라고 할 수 있다(Smith & Wolfe 1976). 또한, 고속 태양풍은 이에 동반되는 IMF 성분(Bx, By, Bz)들이 Alfvén 파동 형식의 진동을 하는 특징을 보인다(Belcher & Davis 1971). 그림 2는 2003년 9월 15일부터 27일 사이에 ACE 위성(검은 선)과 Geotail 위성(회색 선)이 관측한 데이터를 보여 주고 있다. 그림 2의 위에서부터 차례대로 태양풍 속도, 태양풍 밀도, 태양풍 동압력(Dynamic Pressure), IMF Bx, IMF By, IMF Bz, IMF 크기 그리고 Dst(Disturbance Storm Time) 지수를 나타내고 있다. 여기서 저속 태양풍 흐름과 고속 태양풍 흐름과의 상호작용으로 CIRs이 나타나고, 그 뒤 고속 태양풍 기간이 나타남을 확인할 수 있다. 또한 고속 태양풍 기간의 IMF 크기는 거의 일정하면서 각 성분을 보면, 대략 $-10 \sim 10$ nT 사이에서 짧은 주기로 변동 하는 것을 볼 수 있는데, 이것은 ‘Alfvén 파동 형식의 진동’으로 이미 잘 알려져 있는 특징이다. 그 변동의 주기는 수십 분~수 시간의 범위를 가질 수 있다(Belcher & Davis 1971). 이때 태양풍 밀도와 태양풍 동압력은 거의 변동이 없이 일정함을 볼 수 있다.

고속 태양풍 기간에 나타나는 또 다른 주요 특징은 고속 태양풍이 지구 자기권에 충돌하면 자기권 서브스톰(Substorm)이 약 2 ~ 4시간 간격을 두고 반복적으로 발생한다는 것이다(Tsurutani et

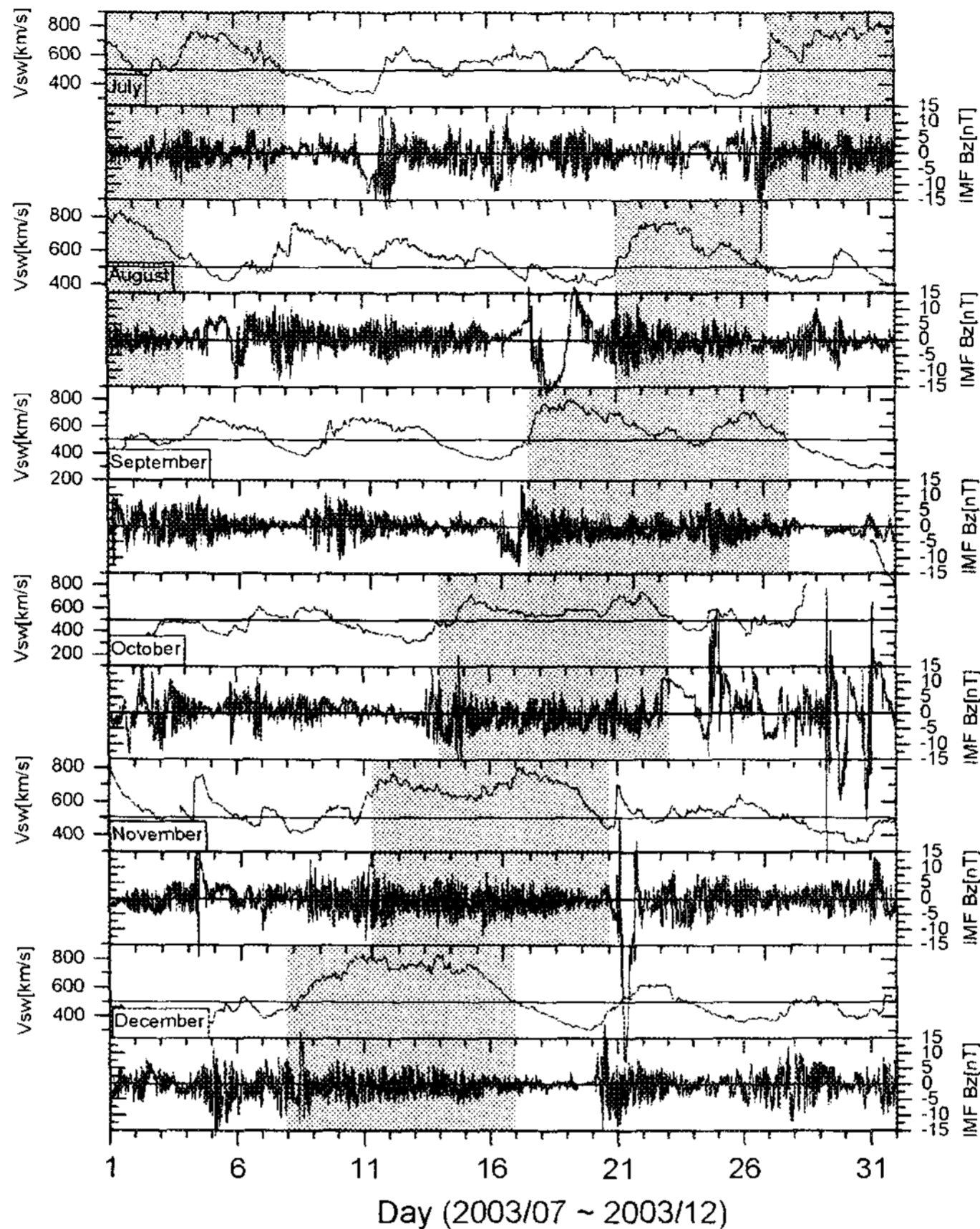


그림 1. ACE 위성이 관측한 2003년 후반기의 태양풍 속도와 IMF Bz 성분.

al. 1995). 실제로 서브스톰 발생률이 고속 태양풍이 빈번하게 발생하는 태양 활동 감소 시기에서 가장 높다고 최근 보고된 바 있다(Tanskanen et al. 2005). 현재 고속 태양풍 기간 내에서 서브스톰이 반복적으로 발생하는 원인을 규명하는 것이 매우 중요한 과제로 남아 있다. 최근 제시된 가능성은, Alfvénic IMF Bz가 남쪽 방향에서 북쪽 방향으로 계속하여 방향전환(northward turning)을 반복하면서 서브스톰이 연속적으로 발생할 수 있다는 것인데, 실제로 고속 태양풍 기간에서 서브스톰이 발생한 시간대의 IMF Bz를 확인해 이 결과 약 63%의 서브스톰이 'northward turning'과 대응관계를 보였다(Lee et al. 2006). 하지만 이러한 일대일 대응 관계가 분명치 않은 경우도 상당히 많기 때문에 과연 northward turning만으로 모든 것을 설명할 수 있을지에 대한 의문이 남아 있다.

이 논문에서는 northward turning과 다른 관점에서 연속적 서브스톰의 발생이 설명될 수 있는지를 시험해 보기 위한 정량적 연구를 수행하였다. 위에서 언급 했듯이 고속 태양풍은 Alfvén 파동 형식의 진동을 하는 IMF 변화를 동반한다. 특히 IMF Bz 성분이 남북 방향 사이에서 계속 진동하게 된다. IMF Bz가 남쪽 방향이 되면 자기권 자기장과 자기장 재결합(Magnetic reconnection)을 통해 태양풍 에너지를 자기권에 효과적으로 전달하게 된다. 반면 IMF Bz의 방향이 북쪽 방향이 되면 에너

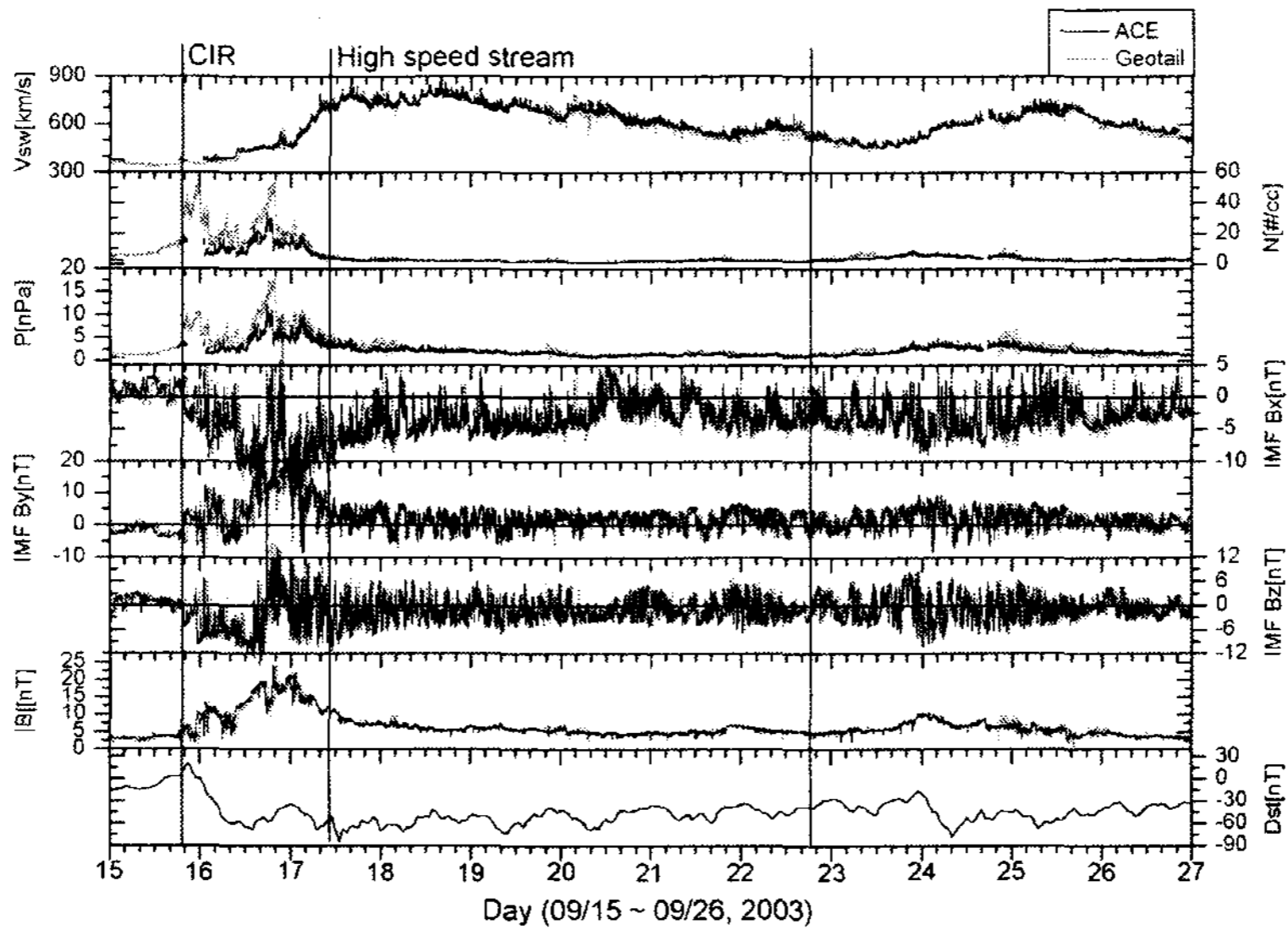


그림 2. 2003년 9월 15일부터 27일 사이의 CIRs과 고속 태양풍 기간.

지 유입 효율이 저조 한 것으로 알려져 있다. 따라서 IMF가 Alfvén 파동 형식의 진동을 하게 되면 태양풍에서 자기권으로 유입되는 에너지량도 크고 작은 값 사이에서 변하게 될 것으로 추정할 수 있다. 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합률은 자기권내에 축적되는 에너지량을 직접 결정하는 요소라고 할 수 있다. 서브스톰이 발생하려면 먼저 자기권 꼬리에 축적된 에너지가 어느 정도 존재해야만 한다. 따라서 이러한 관점에서 볼 때, 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합률이 태양풍 상태에 따라 어떠한지를 이해하는 것이 서브스톰 발생을 이해하는데 매우 중요한 점이라고 할 수 있다. 이 논문에서는 구체적으로 “이러한 태양풍-자기권 에너지 결합률이 연속적인 서브스톰 발생을 조절 혹은 결정한다고 기대할 수 있는가?”라는 질문을 던지고 이를 고찰하는 연구를 수행하였다. 이를 위해 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합률을 나타내는 Akasofu ϵ -parameter를(2장에서 자세히 설명함) 사용하여 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합률을 정량적으로 산정하였다. 이 결과를 바탕으로 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합률이 연속적인 서브스톰 발생을 결정하는 주된 요소가 될 수 있는지를 가늠해 보려고 하였다.

2. 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합을 가늠하는 방법

이 연구에서는 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합을 가늠하는 방법으로 Akasofu ϵ -parameter를 이용하였다. 이 패러미터를 고속 태양풍 기간 동안에 발생하는 연속적인 서브스톰에 적용하여, 서브스톰이 일어나기 위해 필요한 혹은 발생하기 전까지 유입된 에너지량의 범주를 정량적으로 가늠해 보려는 시도를 하였다.

2.1 Akasofu ϵ -parameter

Akasofu ϵ -parameter란 태양풍으로부터 자기권 안으로 전달되는 에너지 유입률로서, 식 (1)과 같

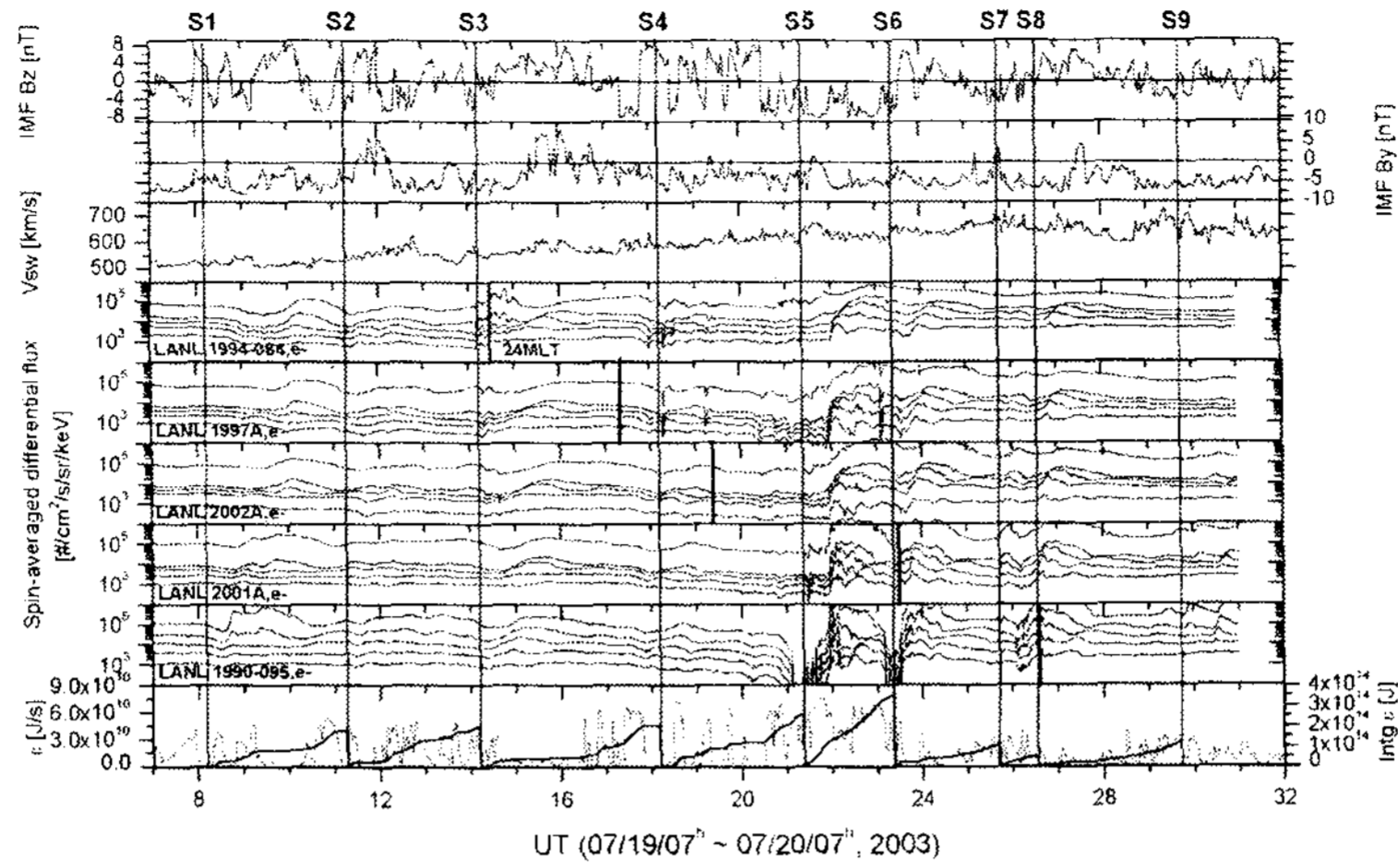


그림 3. 2003년 7월 19 ~ 20일 태양풍 에너지 유입량을 구한 예.

이 정의된다(Perreault & Akasofu 1978).

$$\epsilon = \left(\frac{\nu B^2 l_0^2}{\mu_0} \right) \sin^4 \left(\frac{\theta_c}{2} \right) \text{ [J/s]} \quad (1)$$

여기서 ν (m/s)는 태양풍 속도를 나타내고, B (T)는 IMF의 크기를 말한다. l_0 는 태양풍을 흡수하는 자기권 전면의 면적을 나타내기 위한 거리 척도를 말하는데, 약 $7R_E$ (R_E : 지구반경 = 6.378×10^6 m)로 택한다. μ_0 는 자유 공간의 투자율로 $4\pi \times 10^{-7}$ (N/A²)이다. θ_c 는 IMF clock angle로, IMF의 yz-평면 상의 성분과 GSM 좌표계의 +z방향과의 사이 각을 말한다. Akasofu ϵ -parameter는 θ_c 에 의해 영향을 받는데, 예를 들어 IMF $B_x=0$, IMF $B_y=0$ 그리고 IMF $B_z \geq 0$ 인 경우에는 θ_c 가 0도 이므로 Akasofu ϵ -parameter가 최소값 0을 가지게 된다. 반면 IMF $B_x=0$, IMF $B_y=0$ 그리고 IMF $B_z \leq 0$ 인 경우에는 θ_c 가 180도가 되므로 Akasofu ϵ -parameter가 최대값을 가지게 된다. 즉 Akasofu ϵ -parameter는 IMF B_z 의 방향에 의해 큰 영향을 받는다. 식 (1)의 Akasofu ϵ -parameter는 어떤 특정 시각에서의 에너지 유입률을 J/s로 나타내는 것에 주목하자. 만약 이를 특정 기간에 대해 적분하면 그 기간 동안 자기권으로 유입된 총 에너지 유입량을 얻게 될 것이다. 이 연구에서는 Akasofu ϵ -parameter를 식 (2)와 같이 한 서브스톰이 발생한 후부터 다음 서브스톰이 발생하기까지의 시간에 대해 적분하여 연속한 두 서브스톰 사이의 태양풍 에너지 유입량을 산출하였다.

$$\int_{t_1}^{t_2} \epsilon dt = \text{태양풍 에너지 유입량 [J]} \quad (2)$$

2.2 2003년 7월 19 ~ 20일 이벤트의 예

그림 3은 2003년 7월 19일 7시 ~ 20일 7시에 발생한 일련의 서브스톰에 대하여 태양풍 에너지 유입량을 계산한 예를 보여주고 있다. 위의 세 패널은 차례대로 IMF Bz, IMF By 그리고 태양풍 속도를 나타내는데, Weimer mapping된(Weimer et al. 2003, Weimer 2004) Geotail 위성 데이터이다. Weimer mapping은 ‘minimum variance analysis’ 기술을 이용하여, 특정 지점의 위성에서 관측된 태양풍과 IMF 구조를 또 다른 특정 지점까지 시간 이동(Time-Shift) 시키는 것인데, 이때 태양풍과

IMF 구조의 진행 속도와 방향이 시간에 따라 달라지는 특성을 고려한 고급수준의 기법이다. 여기서 사용된 태양풍 데이터는 지구 전면 $X=+15RE$ 까지 Weimer mapping 시킨 것이다. 그 다음 다섯 패널에는 LANL 위성이 관측한 전자 플럭스를 나타내었다. 위에서부터 차례대로 LANL 1994-084(103.5° 또는 144°), LANL 1997a(경도 70.5° 또는 103°), LANL 2002a(경도 69°), LANL 2001a(경도 7.9°), LANL 1990-095(경도 -38°)의 데이터로, 전자의 플럭스를 각 채널 범위($50 \sim 75$, $75 \sim 105$, $105 \sim 150$, $150 \sim 225$, $225 \sim 315keV$)로 나타낸 것이다.

이 기간 중 발생한 서브스톰은 이러한 LANL 위성 입자 플럭스 증가 현상(Dispersionless injection)과 지상 자기장 자료(그림에 포함되지 않았음), 그리고 일부 오로라 발광 기록을 함께 이용하여 결정되었다. 이에 대해 자세히 설명하면, 이 연구에서 서브스톰의 발생여부는 가능한 몇 가지 특징을 모두 조사하여 수행하였는데, 정지궤도 자정지역(Midnight 또는 24 Magnetic Local Time; MLT) 근처에서의 고에너지 입자 플럭스 급증(injection)(Arnoldy & Chan 1969, McIlwain 1974, Belian et al. 1981), 정지궤도 야간지역 자기권 자기장의 쌍극자화(Dipolarization)(Liou et al. 2002), 야간지역 중 저위도 지자기장 수평성분의 증가(Lee et al. 2006)와 오로라 서브스톰 발생을 이용하였다. 물론 이들 중에서는 위성의 위치가 적합하지 않아 서브스톰 발생을 관측 할 수 없는 경우도 있다. 가령, 오로라 서브스톰을 확인하기 위해 IMAGE 위성이 관측한 자료를 이용하였는데, 위성의 위치가 적절한 곳에 있지 않으면 오로라 발광을 확인할 수 없다. 또한 정지궤도 자기장 쌍극자화도 위성의 위치가 자정지역에서 멀어질수록 관측 가능성이 희박해 진다. 반면 고에너지 입자 플럭스 증가 현상은 LANL 위성 관측 자료를 이용 하였는데, 여러 개의 LANL 위성이 동시에 운용되고 있기 때문에 거의 모든 서브스톰의 경우에 고에너지 입자 플럭스 증가 현상을 확인 할 수 있었다.

그림 3에서도 위와 같은 방법으로 서브스톰 발생을 확인하여, 가장 위 패널의 상단에 9건의 서브스톰 이벤트를 S1, S2, ... 으로 표시하였다. 또한 서브스톰 시작 시간(Onset time)을 수직선으로 각각 표시하였는데, 이 시간은 LANL 위성 입자 플럭스와 지상 자기장 변화 등 다른 데이터를 함께 이용하여 결정하였기 때문에 그림 3에서 보여준 LANL 입자 플럭스 증가 시간과 다소 일치하지 않는 것으로 보이는 경우도 있다.

그림 3의 가장 밑 패널은 Akasofu ϵ -parameter를 계산한 결과를 나타낸다(가는 실선). 여기서 우리가 사용한 태양풍 자료는 Geotail 위성에서 얻은 자료를 1분 평균한 것이기 때문에, 이 가는 실선이 보여주는 결과는 매 1분마다 계산한 Akasofu ϵ -parameter값을 의미한다. 또한 Akasofu ϵ -parameter를 인접한 두 서브스톰 이벤트 기간에 대해 시간 누적한 값을 굵은 실선으로 나타내었다. 따라서 첫 번째 서브스톰 시작과 함께 이 실선이 0에서부터 증가하기 시작하여 다음 서브스톰 시작 바로 전에 어떤 특정 값에 이르게 되며, 이 최종치가 처음 두 서브스톰 사이에 유입된 에너지량이라고 생각하면 된다. 그 후 이 두 번째 서브스톰이 시작함과 동시에 이 실선은 다시 0에서부터 증가를 시작하여 세 번째 서브스톰 시작 바로 전에 다시 최종치에 이르는 식으로 결과를 얻게 된다. 예를 들어 약 8시 14분에 첫 서브스톰이 발생하고 약 11시 16분에 그 다음 두 번째 서브스톰이 발생하였는데, 이 사이의 태양풍 에너지 유입량은 $1.78 \times 10^{14} J$ 이었다. 이런 식으로 두 번째부터 아홉 번째까지의 서브스톰에 대해서도 유입된 태양풍 에너지량을 산출하였다. 이러한 방법을 많은 수의 서브스톰에 대해 적용하여 태양풍 에너지 유입량의 통계적 범주를 구해보았다.

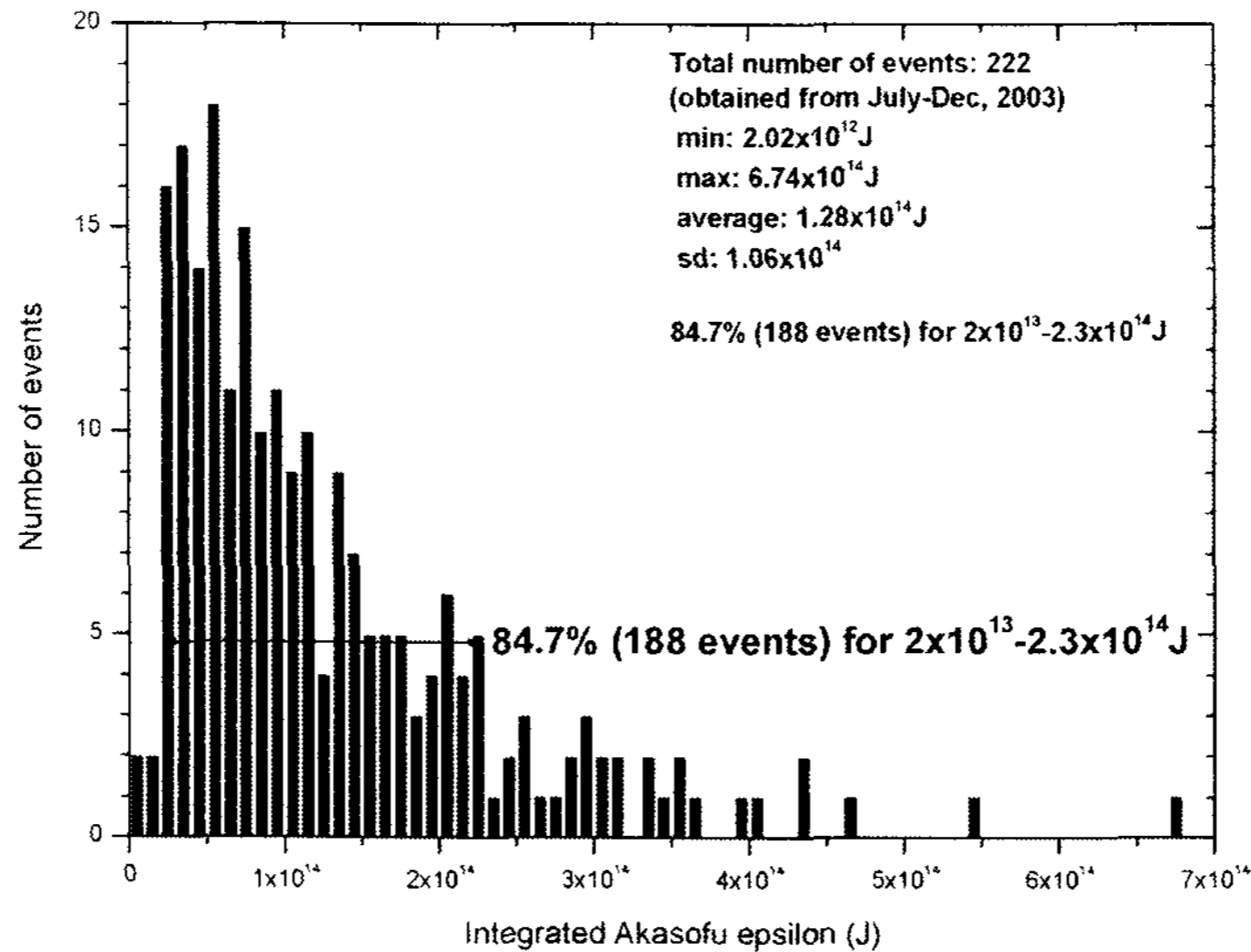


그림 4. 태양풍 에너지 유입량의 통계.

3. 통계적 분석

3.1 통계에 이용된 이벤트

태양풍 에너지 유입량을 통계적으로 산출하는데 사용된 서브스톰 이벤트는 2003년 7월부터 12월 까지 발생한 고속 태양풍 기간 내에서 발생한 것들이다. 그런데 여기서 우리의 주 목표인 Akasofu ϵ -parameter의 산출을 위해서는 서브스톰 발생 전후 기간의 태양풍 관측 자료가 필요하다. 태양풍 상태는 ACE 위성이 상시 관측하고 있기 때문에 서브스톰이 언제 발생 했든 간에 태양풍 관측 자료는 ACE 위성으로부터 거의 항상 얻을 수 있다. 그러나 여기서 우리가 다루고 있는 태양풍은 고속 태양풍 기간으로서, 이때 IMF 구조가 Alfvén 파동 형식의 진동을 하는 특이한 경우이다. Alfvén 파동 형식의 진동으로 인하여 IMF 구조는 시공간에 매우 불균질 한 것으로 알려져 있다. 따라서 지구로부터 태양 쪽으로 약 230 RE 떨어진 곳에 위치한 ACE 위성이 관측한 IMF의 구조로부터 실제 지구 근처에 도달 했을 때의 구체적 구조를 정확히 유추하기는 어렵다. 그러므로 이를 위한 더 좋은 방법은 지구에 가능한 가까운 위치에서 관측한 태양풍 위성 자료를 이용하는 것이다. Geotail 위성이 이와 같은 목적에 적합하다. Geotail 위성은 지구 주변을 공전하는 궤적을 갖기 때문에 준 주기적으로 대낮 지역 태양풍 속에 놓이게 된다. 따라서 Geotail 위성이 대낮지역 태양풍 속에 위치한 기간을 선정하고 이때 발생한 서브스톰만을 확인하여 총 222건의 서브스톰 이벤트를 얻었다. 그리고 이 이벤트들을 Akasofu ϵ -parameter의 산출에 사용하였다.

3.2 통계 결과

위의 총 222건의 서브스톰 이벤트는 Geotail 위성이 대낮지역 태양풍 속에 있는 기간 동안 최소 보통 3, 4회 이상 연속적으로 발생한 경우를 모두 수집한 것이다. 이때 연속한 두 서브스톰 사이의 시간에 대해 Akasofu ϵ -parameter를 적분하였고, 그 통계적 특징을 정리한 결과를 그림 4에 나타내었다. 두 서브스톰 사이의 태양풍 에너지 유입량은 평균 1.28×10^{14} J이며, 최저 2.02×10^{12} ~ 최고

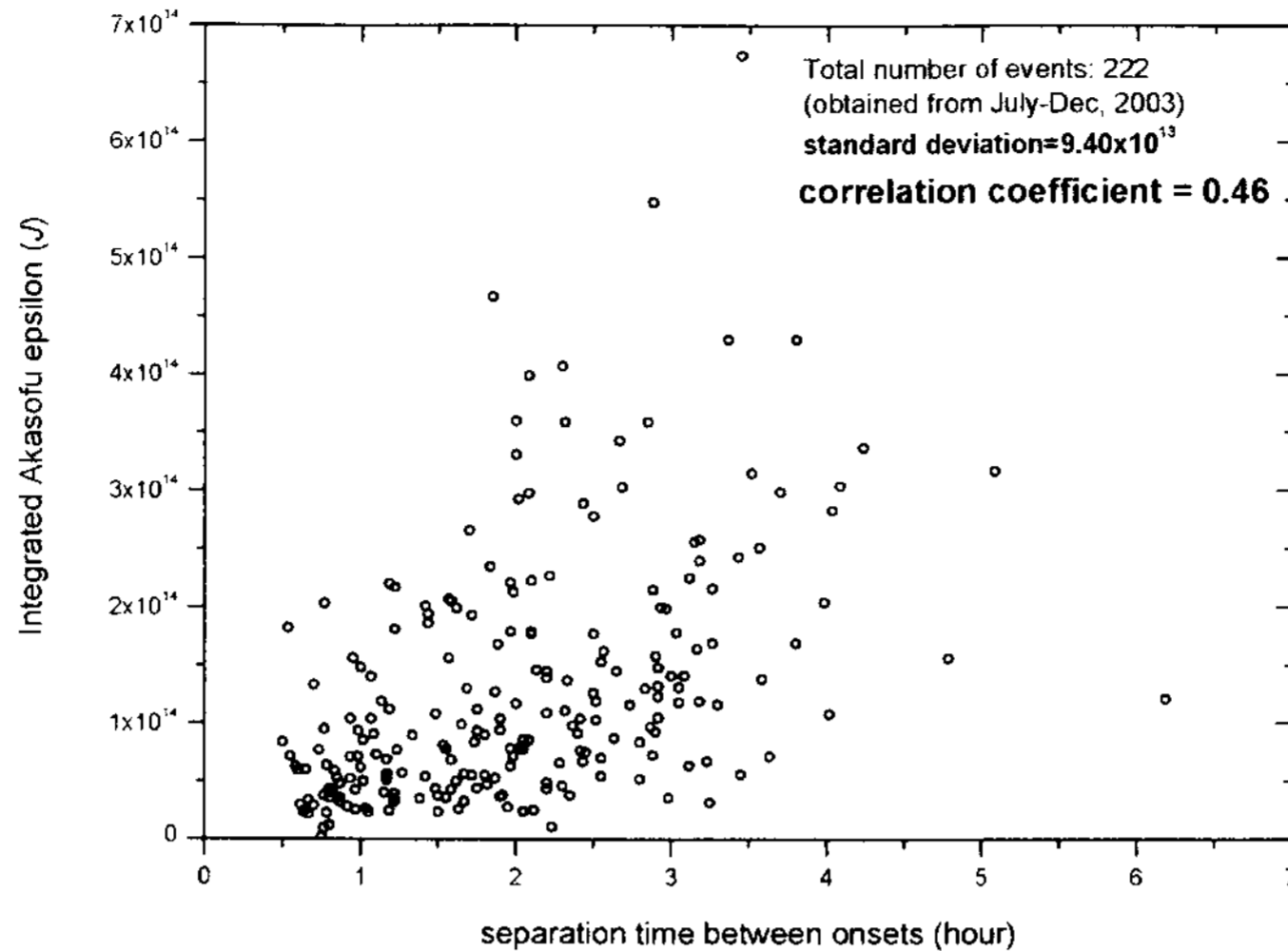


그림 5. 서브스톰 발생 시간과 태양풍 에너지 유입량과의 관계.

6.74×10^{14} J로서, 그 가능한 범위가 매우 넓은 것으로 나타났다. 특히 전체 서브스톰 이벤트들 중 84.7%의 서브스톰들이 $2 \times 10^{13} \sim 2.3 \times 10^{14}$ J의 에너지 유입 후에 발생하였음을 보여주고 있다. 즉, 두 서브스톰 사이의 태양풍 에너지 유입량은 경우에 따라 상당히 다른 값을 가질 수 있음을 의미한다.

그림 5는 같은 결과를 연속한 두 서브스톰 시간차의 함수로 나타낸 것이다. 먼저 두 서브스톰 사이의 발생 시간차가 최소한 대략 30분 이상인 것을 볼 수 있는데, 이것은 연속한 두 서브스톰을 별개의 독립된 이벤트로 취급하기 위한 기준으로 30분의 시간차를 설정하였기 때문이다. 또한 두 서브스톰 차가 길게는 4시간 이상도 가능함을 볼 수 있지만, 이런 경우는 전체 이벤트 수에 비해 매우 낮은 비율을 차지하고 있다. 그림 5에서 두 서브스톰 발생 시간차와 태양풍 에너지 유입량 사이에 상관 계수(Correlation coefficient)는 0.46이다. 태양풍 에너지 유입량은 두 서브스톰 발생 시간차에 명확히 비례하지 않고, 다소 넓게 분산되어 있음을 볼 수 있다. 이 결과로부터 알 수 있는 것은, 앞서 한 서브스톰이 발생하고 특정 시간 후 다음 서브스톰이 발생하는데 유입된 에너지량은 상황에 따라 몇 배의 차이가 날 수도 있다는 것이다. 가령, 한 서브스톰의 발생 후 2시간 후 다음 서브스톰이 발생하는데 필요한 에너지량은 1.0×10^{14} J이 될 수도 있고, 그보다 3배 많은 3.0×10^{14} J이 될 수도 있다는 것을 의미한다. 혹은, 한 서브스톰이 발생 한 후 같은 양의 에너지 유입이 있었다 하더라도 다음 서브스톰이 발생하는 시간은 1시간 후가 될 수도 있고 그보다 훨씬 긴 3시간 후가 될 수도 있는 등, 상황에 따라 매우 다를 수 있다는 것이다. 즉, 태양풍 에너지 유입량만으로 서브스톰 발생 시점을 예측하기에는 어려움이 있음을 시사하는 것으로 해석된다.

4. 토의와 결론

이 논문에서는 고속 태양풍 기간 내에서 반복적으로 발생하는 각 서브스톰들에 대해 태양풍과 자기권과의 에너지 결합을 가늠하는 방법을 이용하여, 연속한 두 서브스톰 사이에 자기권으로 유입

된 에너지량의 범주를 정량적으로 산출하였다. 이를 위해 Akasofu ϵ -parameter를 인접한 두 서브스톰 발생 시간에 대해 시간 적분하는 방법을 이용하였다. 선정된 222건의 서브스톰을 기초로 한 통계 결과로서 평균 태양풍 에너지 유입량은 1.28×10^{14} J이고, 전체 서브스톰 이벤트 중 약 85%가 약 10배($2 \times 10^{13} \sim 2.3 \times 10^{14}$ J)의 차이가 있는 태양풍 에너지 유입량의 범위 내에서 발생함을 알 수 있었다. 또한 서브스톰 발생 시간차와 태양풍 에너지 유입량 사이의 상관 계수는 불과 0.46으로 나타났다.

위와 같은 통계 결과는 한 서브스톰이 발생하고 다음 서브스톰이 발생하기 까지 유입된 에너지량이 어떤 특정 고유 값으로 고정되어 있지 않고, 상황에 따라 상당히 다를 수 있음을 시사한다. 따라서 태양풍과 자기권 사이의 에너지 결합 정도에 대한 정보만으로 한 서브스톰 발생 후에 다음 서브스톰 발생 시점을 “예측”하기는 어렵다고 생각된다. 그러나 실제로 문제는 이렇게 간단하지 않을 수 있다. 가령 이런 경우를 생각해 볼 수 있다. 서브스톰이 발생하기 전 자기권에는 일정량의 에너지가 남아 있을 수 있기 때문에, 한 서브스톰이 발생 후에 유입된 에너지량이 보통의 경우보다 작다고 하더라도 다음 서브스톰이 예상보다 빨리 발생할 수 있는 가능성을 배제할 수 없다. 즉, “유입된” 에너지량이 서브스톰을 발생 시키는데 “필요한” 에너지량을 반드시 대변해 주지 못 할 수도 있다. 따라서, 유입된 에너지량의 산출뿐만 아니라 개개의 서브스톰 발생 전까지 자기권에 남아있는 에너지량에 대한 산출을 하여야만 어느 한 서브스톰이 발생하는데 “필요한” 에너지량에 대해 논의 할 수 있을 것이다. 나아가, 서브스톰의 발생에 “필요한” 에너지량이 과연 서브스톰이 발생하여 “방출한(released)” 에너지량과 같다고 할 수 있는지에 대한 의문도 문제의 복잡성을 더욱 가중시킨다.

이외에도 문제를 더욱 어렵게 만드는 몇 가지 요소가 더 있다. 첫째, 여기서 우리가 다룬 Alfvén 파동은 그 진동 주거나 크기가 고르지 않을 뿐 아니라, 공간적으로 불균일한 태양풍/IMF 구조를 갖는다. 또한 파동인 관계로 시간에 따라 전파(Propagation)도 하는 구조이다. 이 때문에 이 연구에서 사용된 기간을 대낮지역의 지구 근처 태양풍에 Geotail 위성이 놓인 경우로 제한했지만, 여전히 IMF의 공간적 불균질성으로 인한 불확실성이 존재할 수 있다. 이 문제가 우리의 결과에 얼마나 심각하게 영향을 줄 수 있는지를 견적할 수 있는 방법은 현재로서는 존재하지 않는다. 두 번째로, 실제로 자기권과 상호 작용하는 것은 Alfvén 파동 형식의 IMF 구조가 뱃머리 충격파(Bow Shock)를 통과하여 변형된 downstream에서의 IMF 구조이다. 이에 비해 우리가 사용한 관측 자료는 위성이 뱃머리 충격파의 upstream에 있을 때였다. 여기서 발생한 불확실성이 얼마나 결과에 영향을 주는지 검토할 필요가 있다. 세 번째로 Akasofu ϵ -parameter가 서브스톰 발생과 관련하여 태양풍-자기권 사이의 에너지 결합을 얼마나 정확히 표현해 주는지에 대한 의문이다. 현재 Akasofu ϵ -parameter 외에도 태양풍-자기권 사이의 결합을 나타내는 여러 함수 혹은 표현식이 알려져 있다. 가령 Newell et al.(2007)은 여러 결합 함수에 대한 시험 결과를 발표하였다. 이 연구에서는 Newell et al.(2007)이 제시한 대낮 지역 자기장 재결합률에 대한 함수를 사용하여 앞서 Akasofu ϵ -parameter를 사용한 경우와 같은 정량적 연구를 수행하였다. 그 결과는 Akasofu ϵ -parameter의 것과 크게 다르지 않은 것으로 나타났다. 그러나 이것은 Akasofu ϵ -parameter와 대낮 지역 자기장 재결합률 함수가 수학적으로 크게 다르지 않기 때문에 당연히 얻을 수 밖에 없는 결과로 보인다. 향후 대낮 지역 자기장 재결합률이나 Akasofu ϵ -parameter를 좀더 의미 있는 방향으로 개선한 결합 함수에 대해 이 논문에서와 같은 유사한 연구를 해보는 것도 의미가 있다고 생각된다. 마지막으로, Lee et al.(2006)의 결과에서 제시되었듯이 여

전히 IMF northward turning이 서브스톰의 발생을 결정하는 가능성을 동시에 고려하여야 한다. 자기권에 축적된 에너지와 IMF northward turning이 어떻게 상호 경쟁 혹은 결합하여 연속적인 서브스톰을 발생 시킬지에 대한 근본적 질문이 여전히 숙제로 남는다. 어느 한쪽은 연속적인 서브스톰의 발생에 전혀 무의미한 요소라는 극단적 결론에 이르게 될지는 아직 알 수 없다.

감사의 글: 이 논문은 2007년도 충북대학교 학술연구지원사업의 연구비 지원에 의하여 연구되었음(This work was supported by the research grant of the Chungbuk National University in 2007).

참고문헌

- Arnoldy, R. L. & Chan, K. W. 1969, *JGR*, 74, 5019
- Belcher, J. W. & Davis Jr, L. 1971, *JGR*, 76, 3534
- Belian, R. D., Baker, D. N., Hones Jr, E. W., Higbie, P. R., Bame, S. J., & Asbridge, J. R. 1981, *JGR*, 86, 1415
- Lee, D.-Y., Lyons, L. R., Kim, K. C., Baek, J.-H., Kim, K.-H., Kim, H.-J., Weygand, J., Moon, Y.-J., Cho, K.-S., Park, Y. D., & Han, W. 2006, *JGR*, 111, A12214, doi:10.1029/2006JA011685
- Liou K., Meng, C.-I., Lui, A. T. Y., Newell, P. T., & Wing, S. 2002, *JGR*, 107, A7, 1131, doi:10.1029/2001JA000179
- McIlwain, C. E. 1974, Substorm injection boundaries, in *Magnetospheric Physics*, ed. B. M. McCormac (Dordrecht: D. Reidel Publishing Co.), p.143
- Newell, P. T., Sotirelis, T., Liou, K., Meng, C.-I., & Rich, F. J. 2007, *JGR*, 112, A01206, doi:10.1029/2006JA012015
- Perreault, W. K. & Akasofu, S.-I. 1978, *Geophys. J. R. Astron. Soc.*, 54, 547
- Smith, E. J. & Wolfe, J. H. 1976, *GRL*, 3, 137
- Tanskanen, E. L., Slavin, J. A., Tanskanen, A. J., Viljanen, A., Pulkkinen, T. I., Koskinen, H. E. J., Pulkkinen, A., & Eastwood, J. 2005, *GRL*, 32, L16104, doi:10.1029/2005GL023318
- Timothy, A. F., Krieger, A. S., & Vaiana, G. S. 1975, *Sol. Phys.*, 42, 135
- Tsurutani, B. T., Gonzalez, W. D., Gonzalez, A. L. C., Tang, F., Arballo, J. K., & Okada, M. 1995, *JGR*, 100, A11, 21,717
- Weimer, D. R. 2004, *JGR*, 109, A12104, doi:10.1029/2004JA010691
- Weimer, D. R., Ober, D. M., Maynard, N. C., Collier, M. R., McComas, D. J., Ness, N. F., Smith, C. W., & Watermann, J. 2003, *JGR*, 108, A1, 1026, doi:10.1029/2002JA009405